



Практическая астрофизика

Обзорная лекция

Шевченко В.Г.

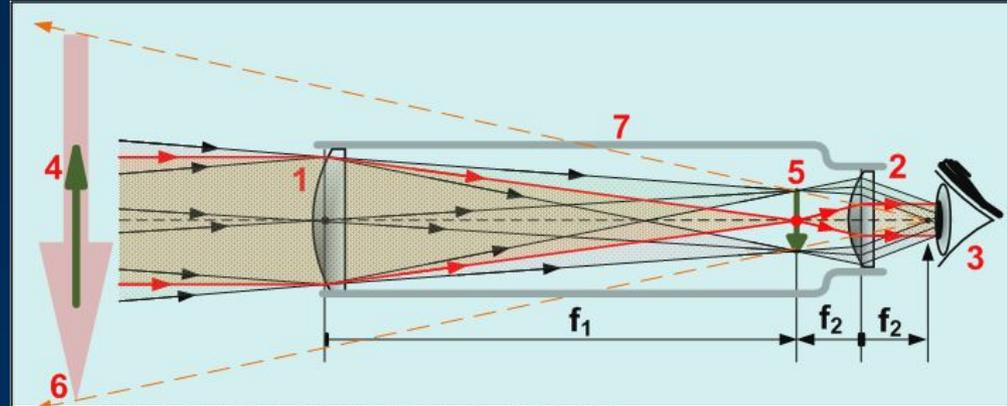
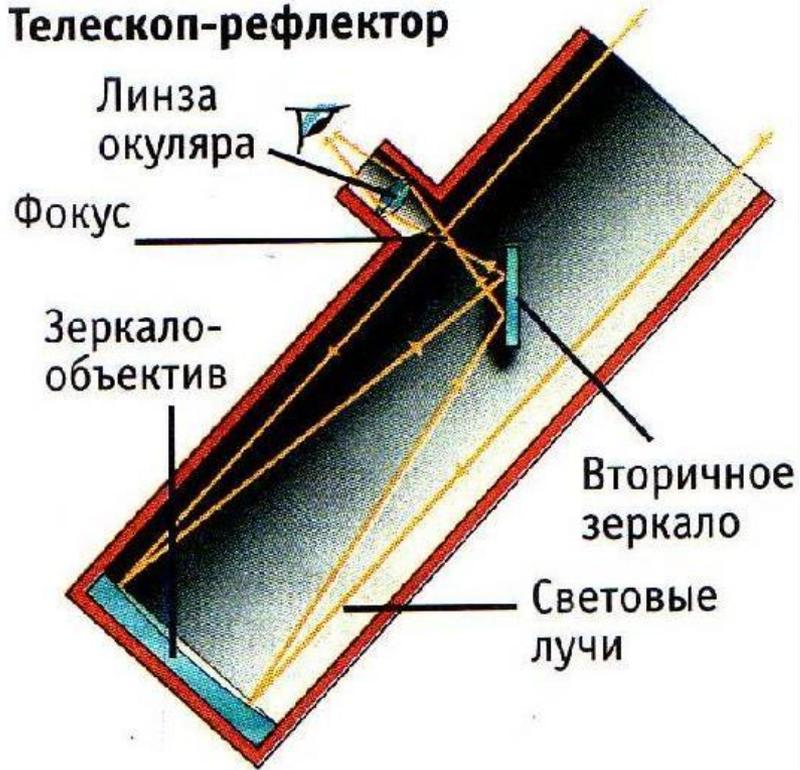
*Кафедра астрономии и
космической информатики*

ХНУ имени В.Н. Каразина

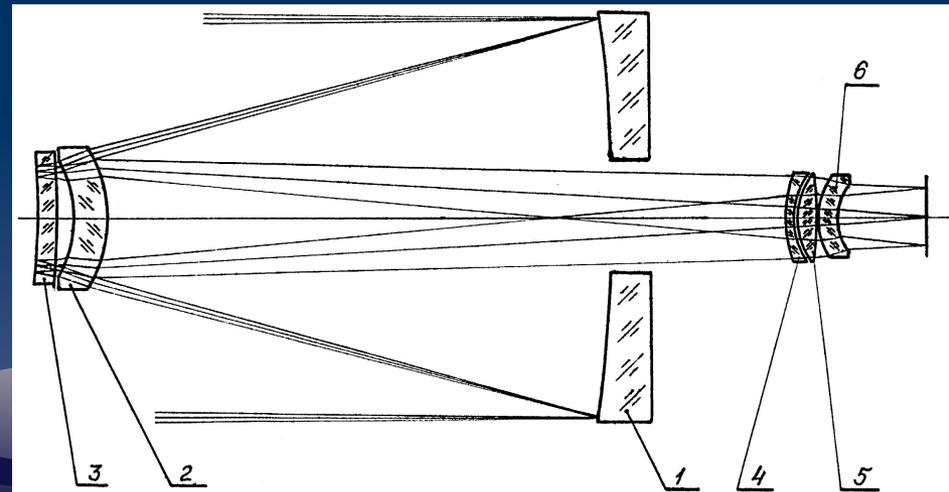
Типы телескопов:

- линзовые - рефракторы (диоптрические)
- зеркальные - рефлекторы (катоптрические)
- зеркально - линзовые (катадиоптрические)

Телескоп-рефлектор



- 1 – объективная линза; 2 – окулярная линза; 3 – зрачок;
- 4 – предмет наблюдения;
- 5 – изображение предмета (фокальная плоскость);



Некоторые характеристики телескопов

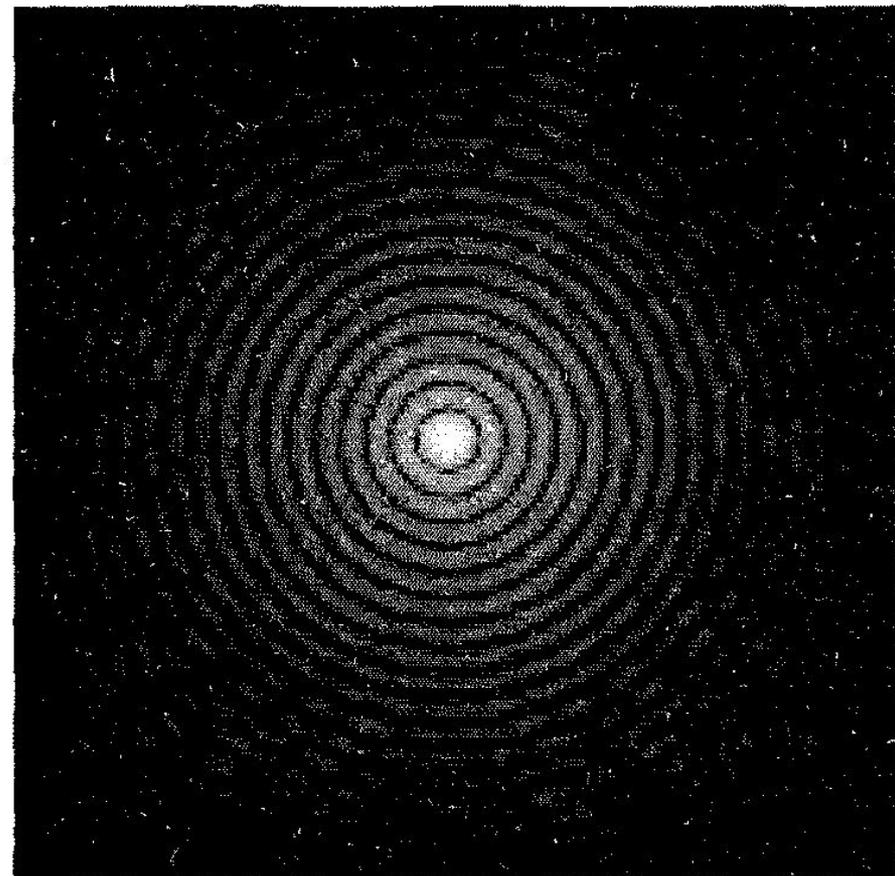
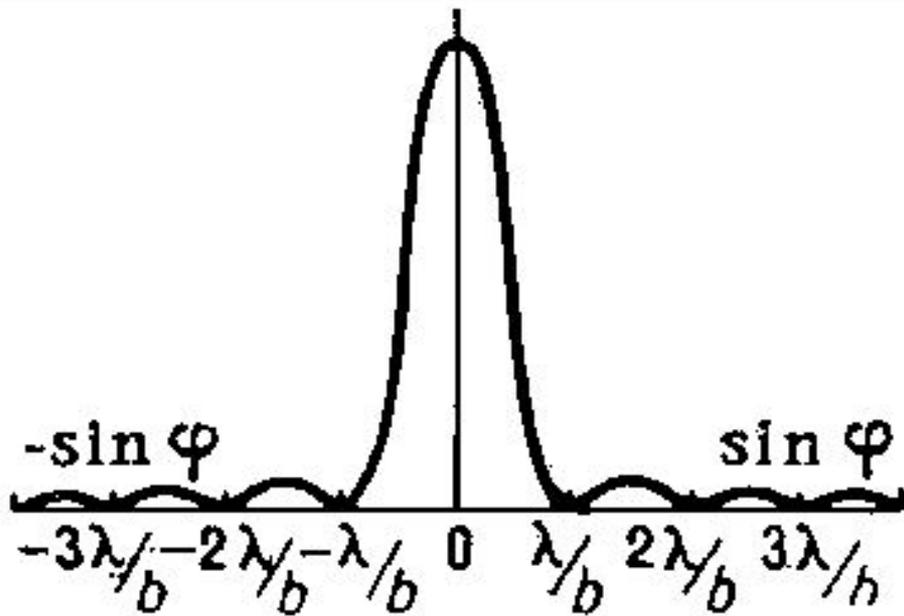
$$E = E_0 \left(\frac{J_1 \left(\frac{\pi r}{\lambda} \right)}{\frac{\pi r}{\lambda}} \right)^2$$

Разрешающая способность:

$$\alpha'' = 206265 \times 1.22 \lambda / D$$

Линейный радиус кольца
в фокальной плоскости:

$$a = F\alpha = 1,22 \lambda \frac{F}{D} = 1,22 \lambda m$$



Некоторые характеристики телескопов

Проницающая сила (визуальные наблюдения):

$$m_l = 6^{m,5} + 2,5 \lg \left[0,6 \frac{D^2}{\delta^2} \right] = 7^m, 1 + 5 \lg D \text{ [см]}.$$

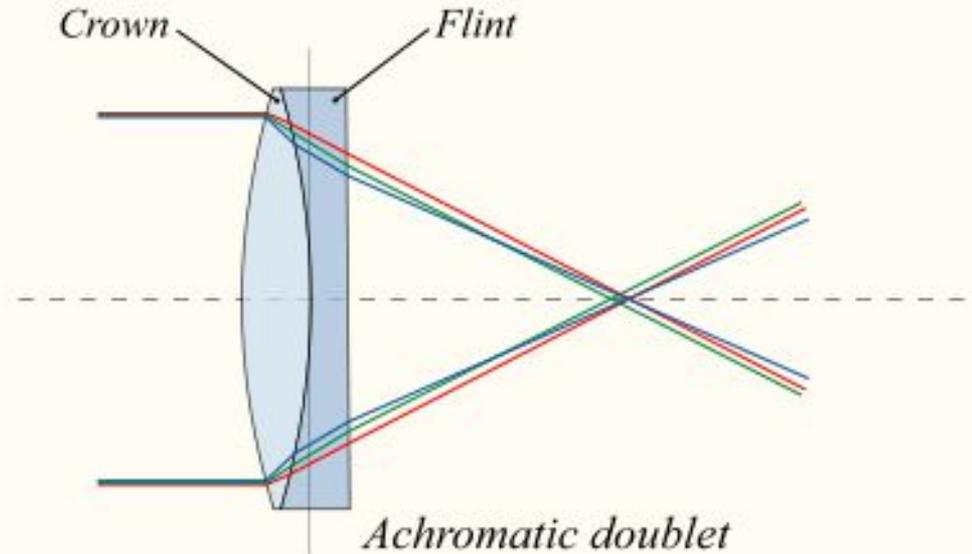
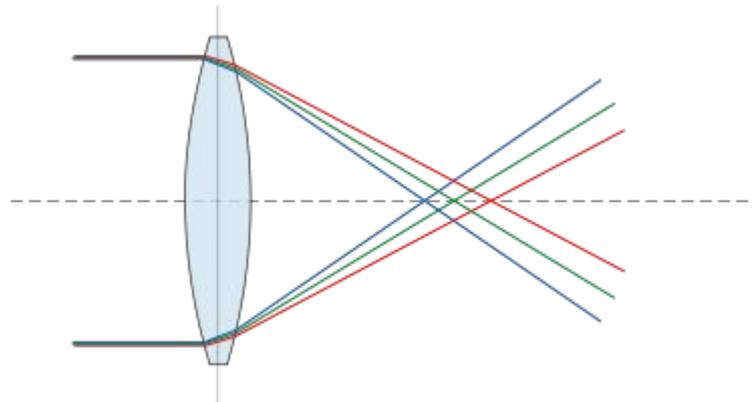
$D = 1 \text{ м}$

$D = 4 \text{ м}$



Аберрации телескопов

Физическая: хроматическая



$$dr = -\frac{dn}{n} \operatorname{tg} r.$$

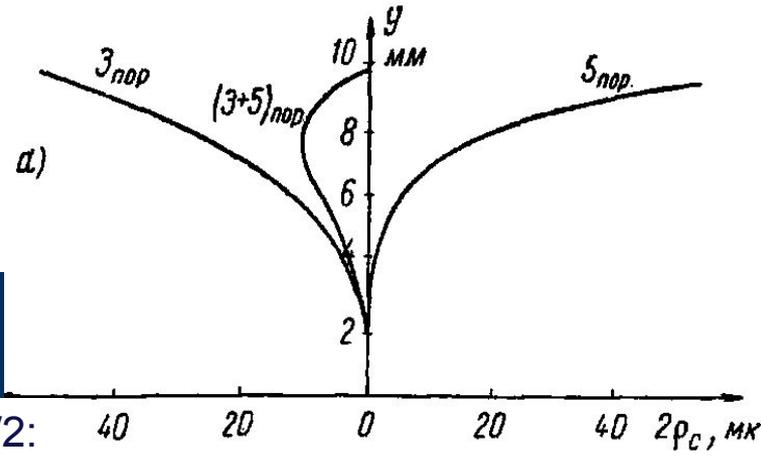
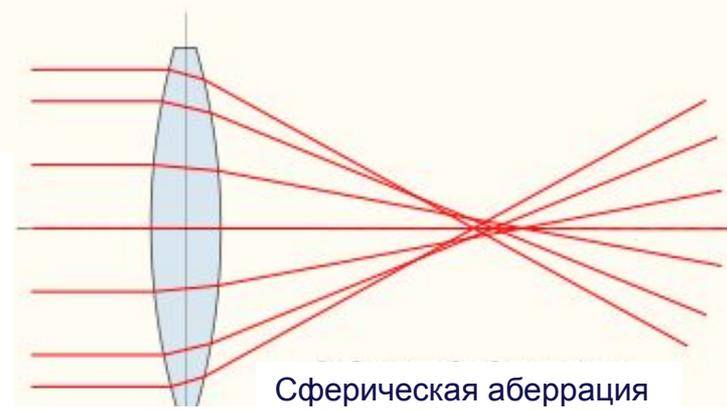
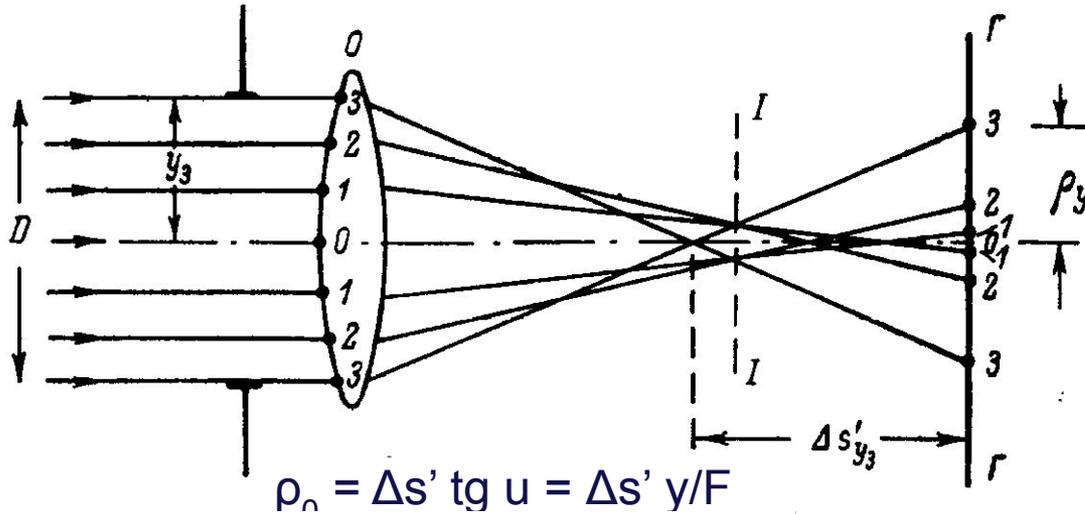
F = 4861 Å H_β
 C = 6563 Å H_α
 D = 5893 Å Na

Оптические постоянные	n_D	$n_F - n_C$	ν
Сорт К-8	1,5163	0,00806	64,1
Сорт Ф-2	1,6164	0,01684	36,6

КРОН 71% SiO₂, 18,6% K₂O, 10,1% CaO, 0,3% As₂O₃;
 ФЛИНТ 47,6% SiO₂, 6,4% K₂O, 45,7% PbO, 0,3% As₂O₃.

Аберрации телескопов

Геометрические (осевые):



$$\frac{\rho_0}{-F} = a \frac{y^3}{F^3} + b \frac{y^5}{F^5} + \dots$$

Максимальная сферическая аберрация будет при $y = D/2$:

$$\rho_0 \approx \frac{a}{8} \frac{D^3}{F^2} = \frac{a}{8} A^3 F,$$

где a зависит от формы и материала линзы. Отметим, что для сферического зеркала

$$\rho_0 = \frac{A^3 F}{64},$$

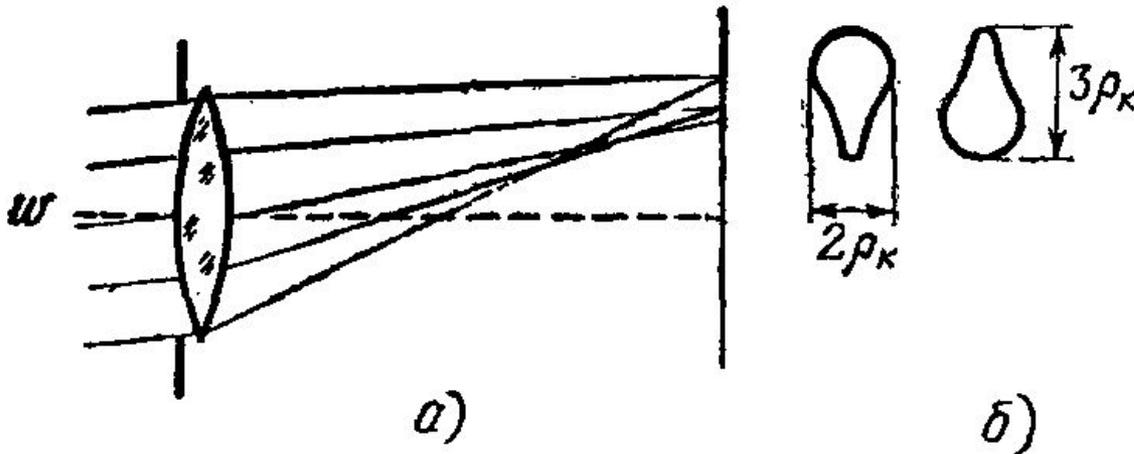
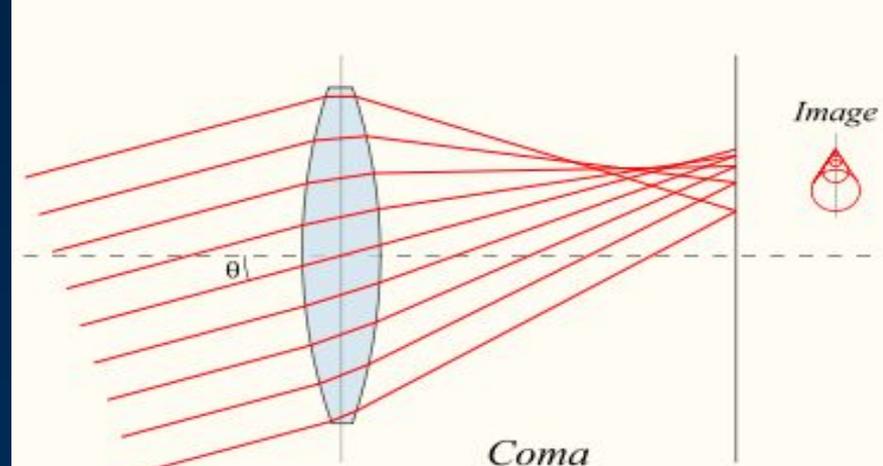
а для параболического

$$\rho_0 = 0$$

Аберрации телескопов

Геометрические (внеосевые):

Кома



Для одиночной тонкой линзы или зеркала:

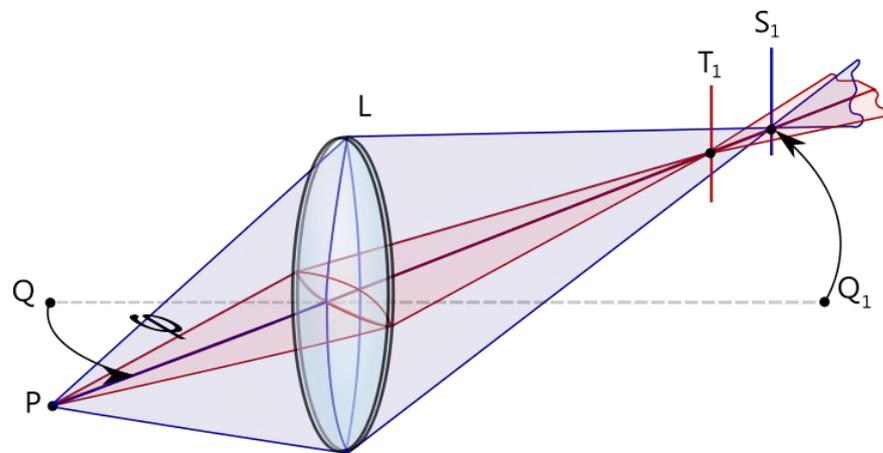
$$\rho_k = KA^2w,$$

где w — угол наклона главного луча к оптической оси. Коэффициент K зависит от формы линзы и места зрачка входа. Для параболического зеркала, в частности, $K=1/16$ и

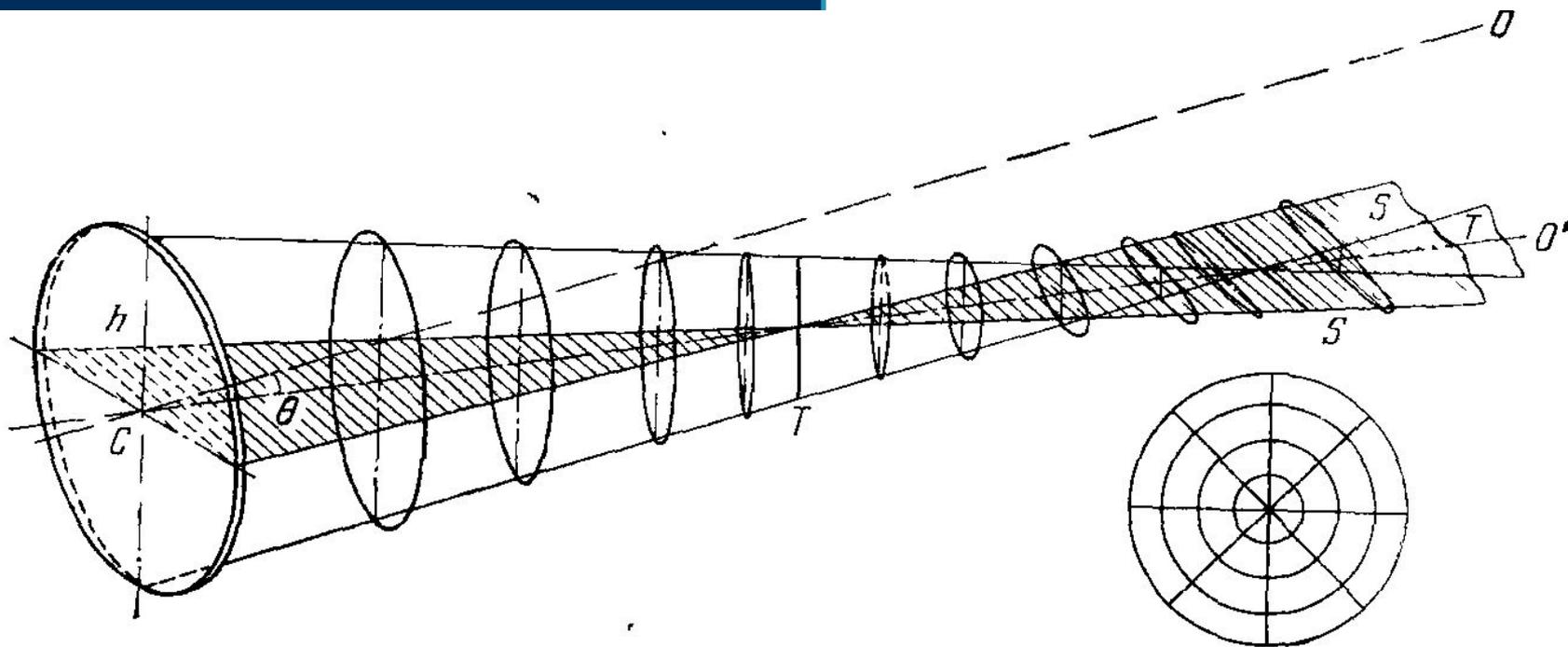
$$\rho_k = \frac{A^2wF}{16}.$$

Аберрации телескопов

Геометрические (внеосевые):

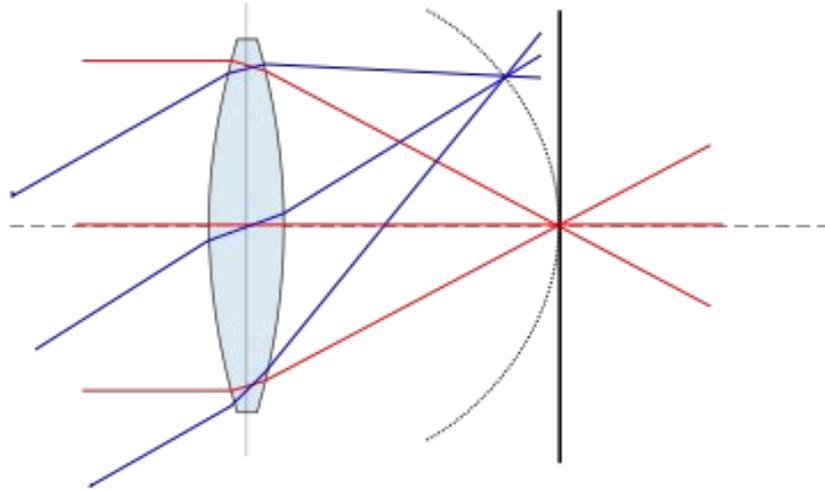


Астигматизм

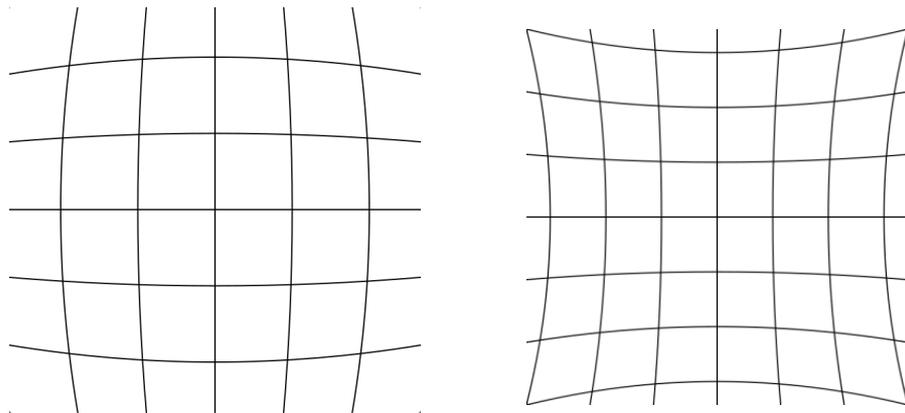
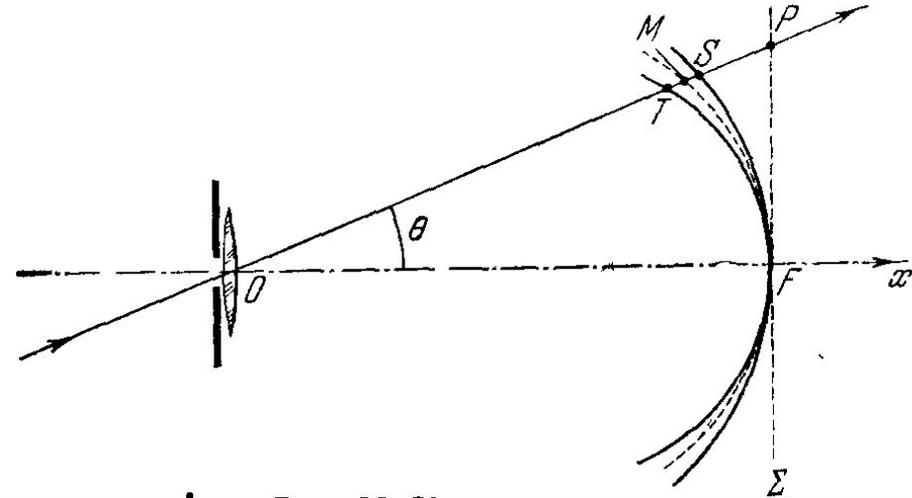


Аберрации телескопов

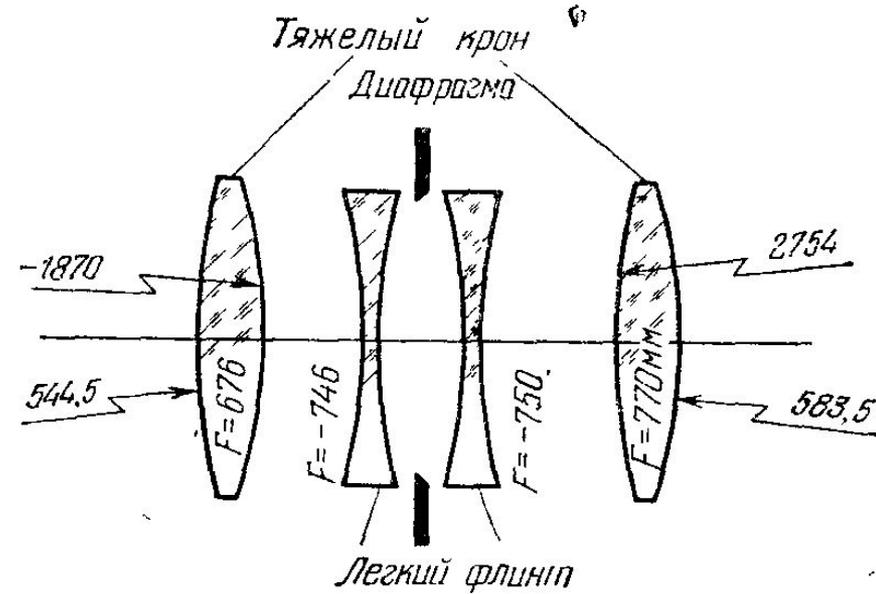
Геометрические (внеосевые):



Кривизна поля

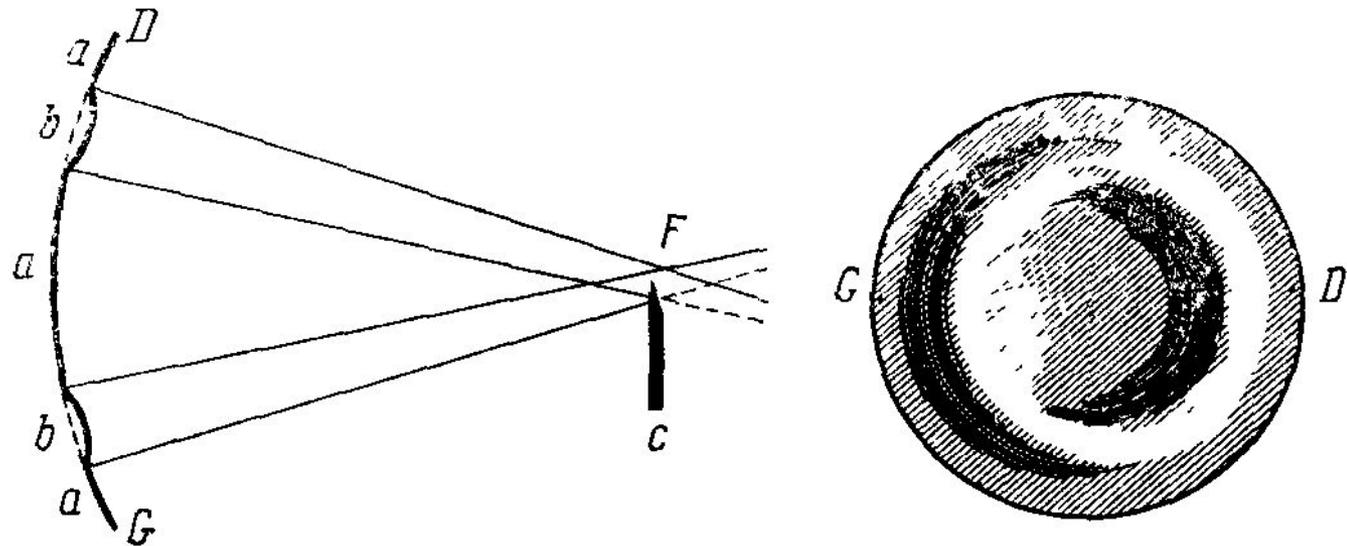
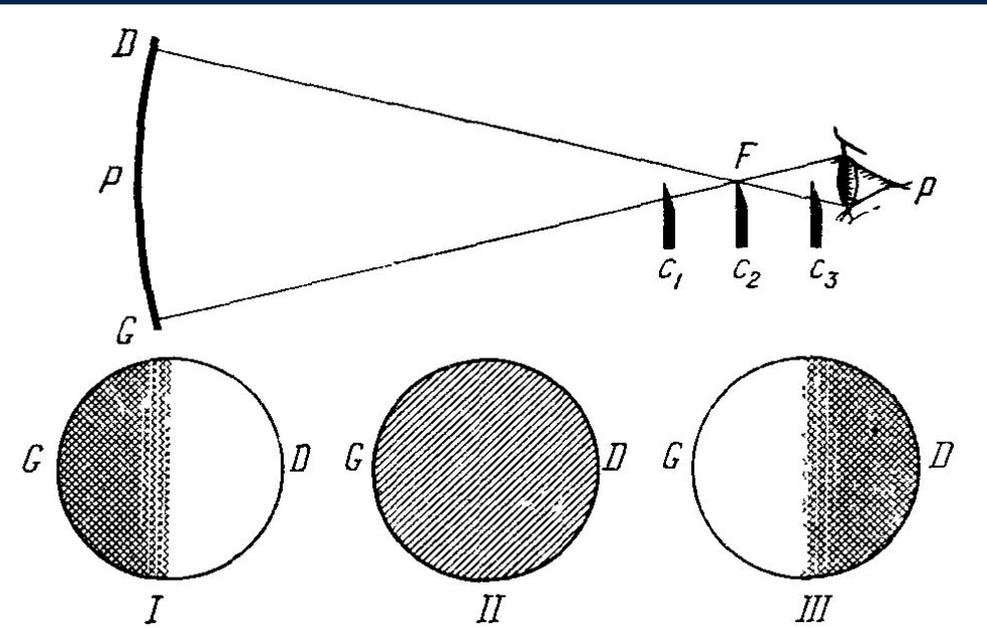


Дисторсия



Исследование оптики

Метод Фуко:



Цеховые испытания зеркала D=1.5 м



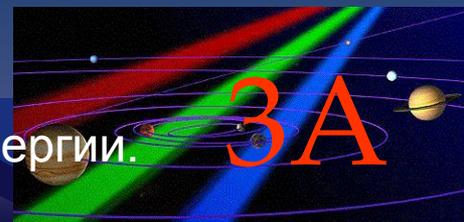
Интерферограмма. Главное зеркало

Среднеквадратическое отклонение 0.068λ



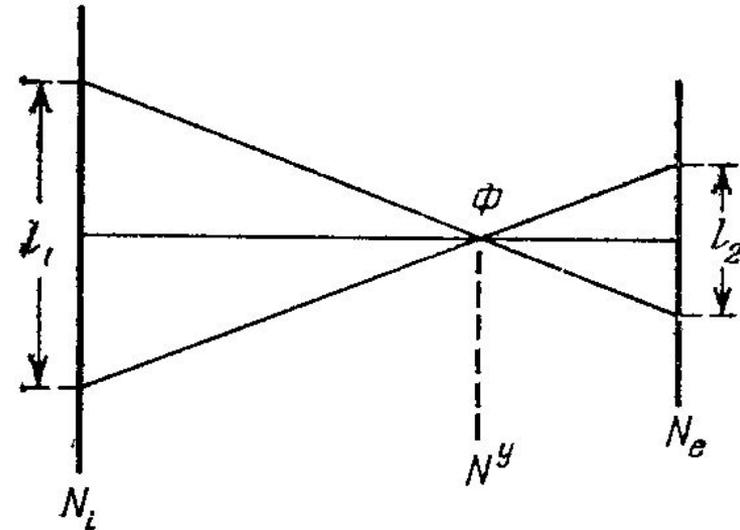
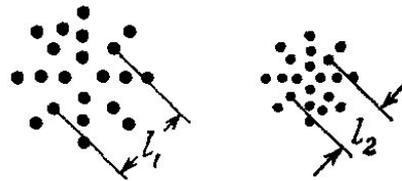
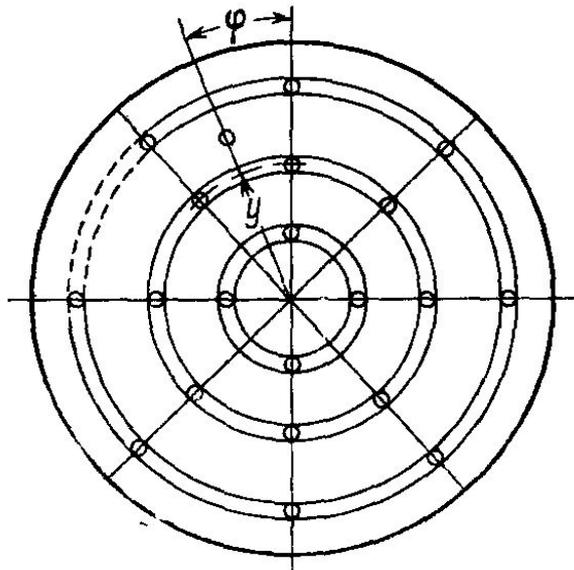
Волновой фронт. Главное зеркало

В кружке $0.3''$ 67% энергии.



Исследование оптики

Метод Гартмана:



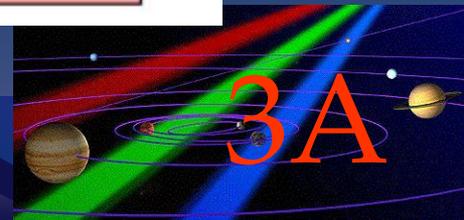
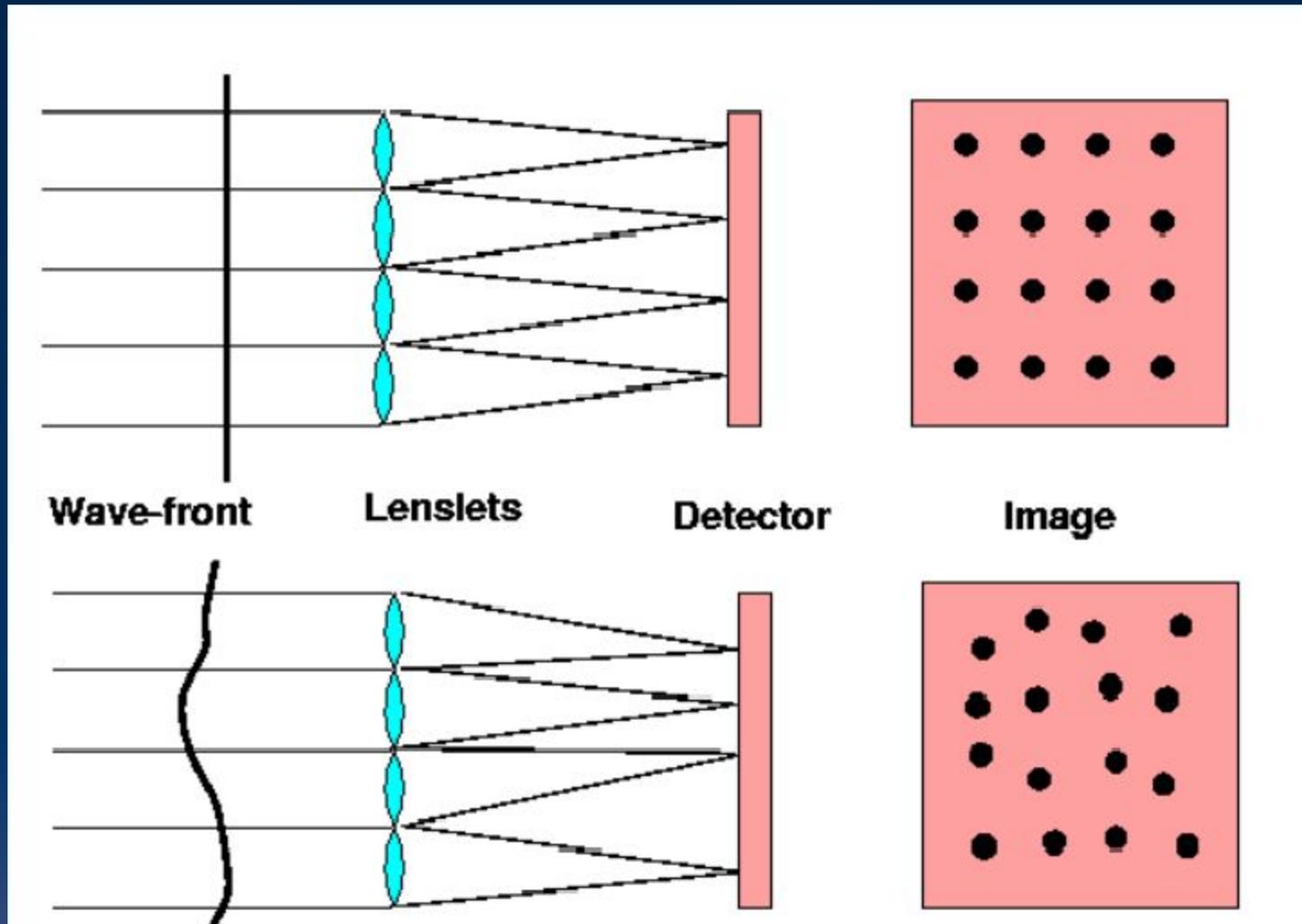
$$N_y = N_i + \frac{l_1}{l_1 + l_2} (N_e - N_i). \quad N_{\varphi}^y = N_{\varphi_0}^y + a \cos^2 (\varphi - \varphi_0).$$

$$N = \frac{\sum_y N^y}{\sum_y}.$$

$$T = \frac{200\,000}{F^2} \frac{\sum_y^2 |N^y - N|}{\sum_y},$$

Объектив (зеркало) считается превосходным, если техническая константа T не превышает 0,5; при $0,5 < T < 1,5$ объектив считается хорошим, а при $1,5 < T < 2,5$ — удовлетворительным.

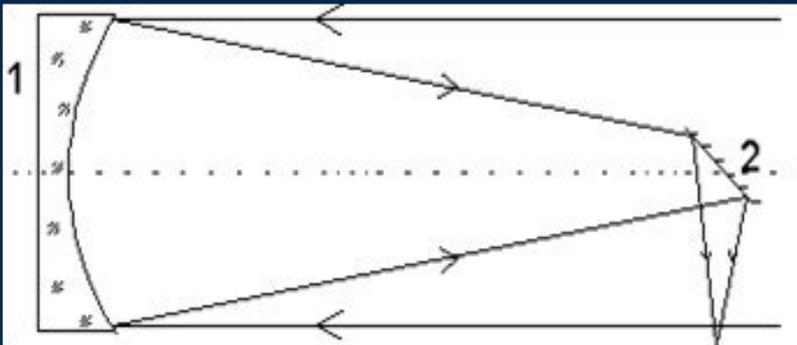
Датчик волнового фронта ШАКА-ГАРТМАНА



Некоторые системы телескопов - рефлекторов

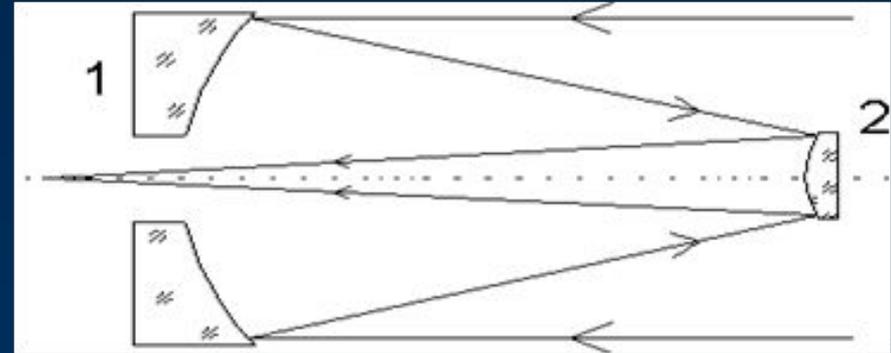
$$F = \frac{F_1 F_2}{F_1 + F_2 - d},$$

Система Ньютона (1662)



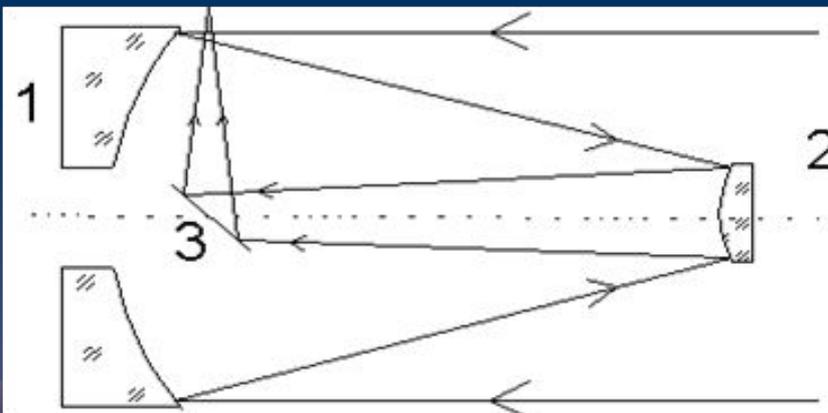
1 - парабола; 2 - плоскость (зеркало 1 можно делать сферическим при маленьком относительном отверстии)

Система Кассегрена (1676)



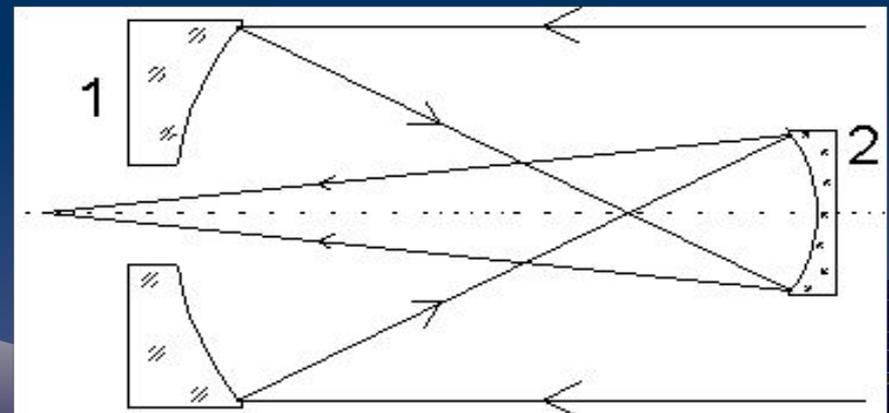
1 - парабола; 2 - гипербола (хорошее качество изображения при небольшом поле зрения)

Система Несмита



1 - парабола; 2 - гипербола; 3 - плоскость

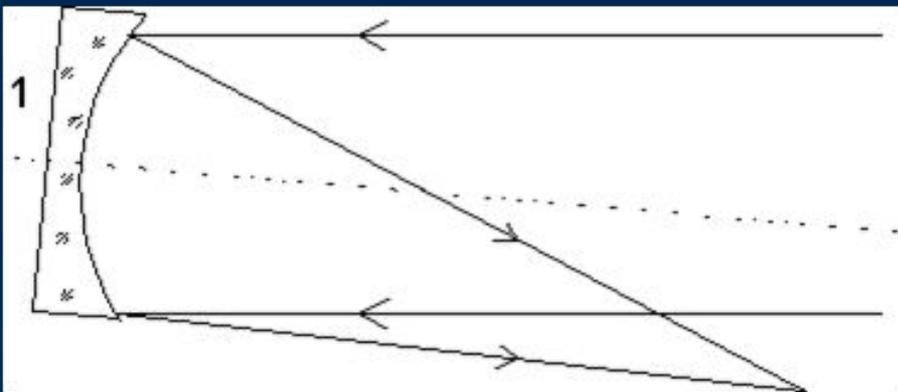
Система Грегори



1 - парабола; 2 - эллипс

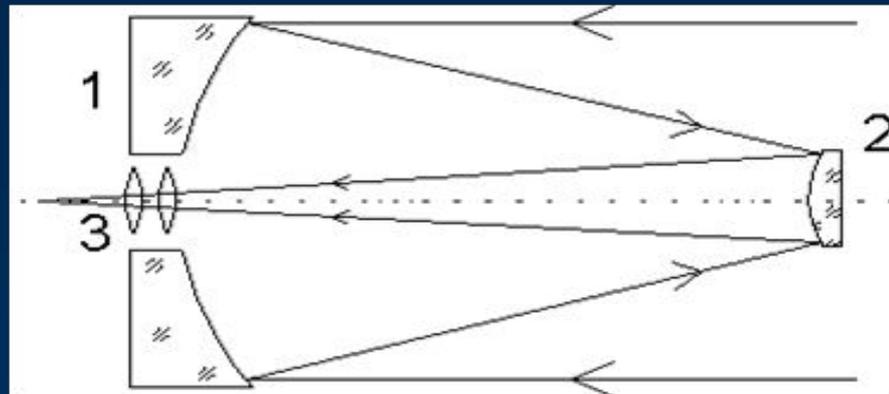
Некоторые системы телескопов - рефлекторов

Система Ломоносова-Гершеля



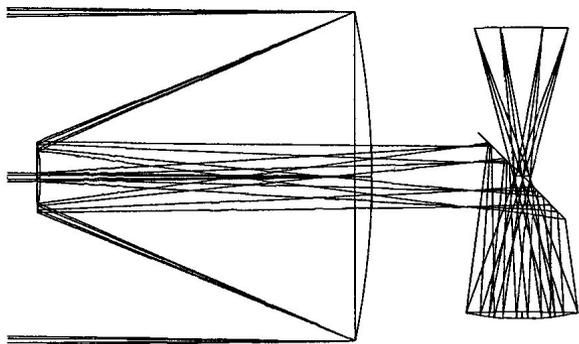
1 - парабола (зеркало 1 может быть сферическим при маленьком относительном отверстии)

Система Ричи-Кретьена (1922)

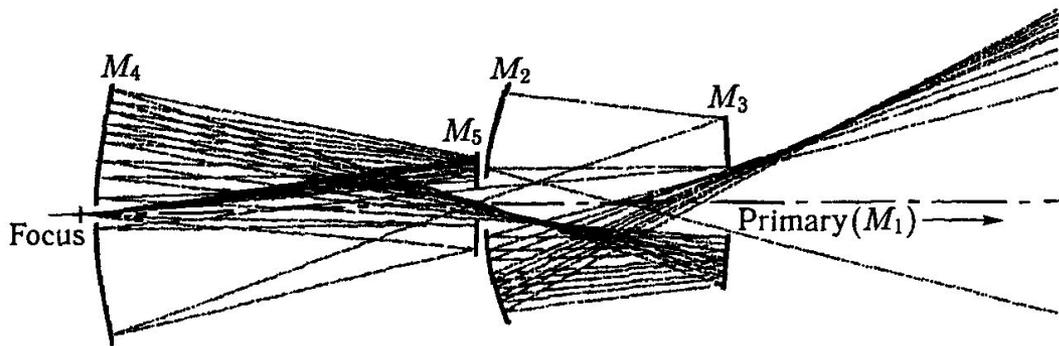


1, 2 - гипербола; 3 - корректор (при использовании двухлинзового корректора дает большое поле с хорошим изображением)

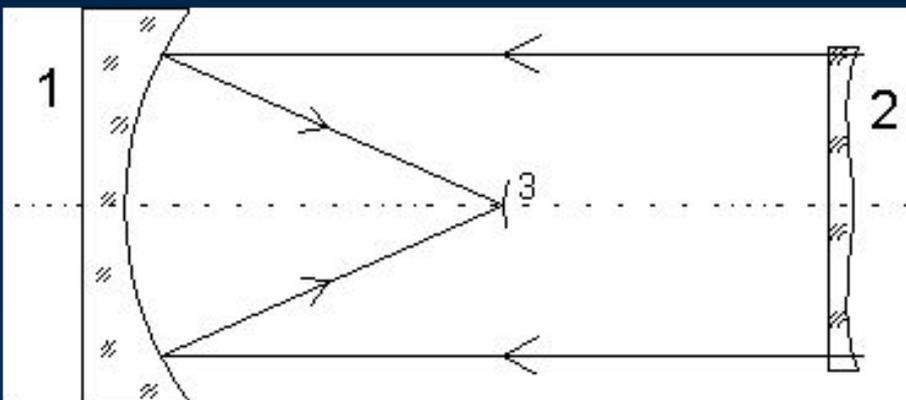
Оптическая схема трехзеркального телескопа



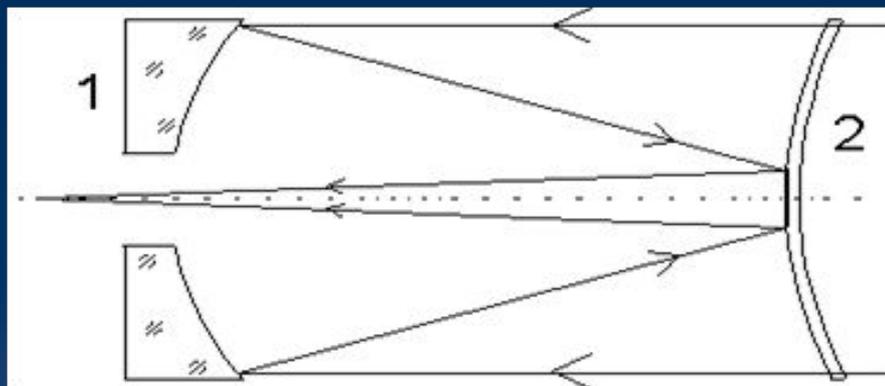
Четырехзеркальный корректор НЕТ



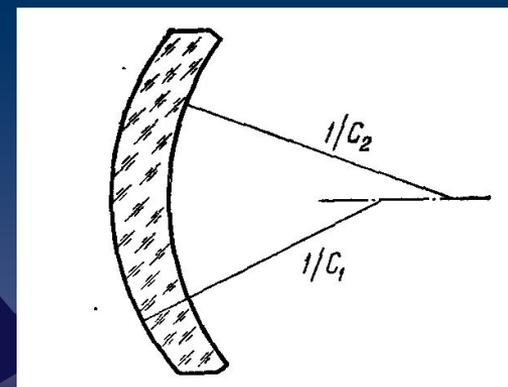
Система Шмидта и менисковые системы Максудова



1 - сфера; 2 - коррекционная пластина;
3 – ПЗС-камера



1 - сфера; 2 - мениск с посеребренной
центральной частью



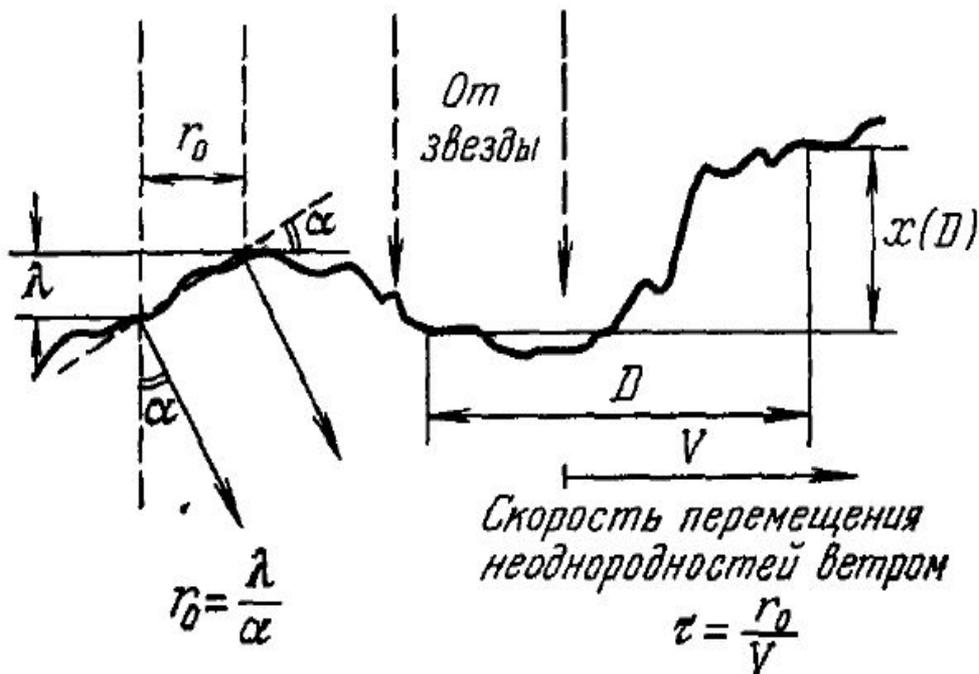
Влияние атмосферы

Если на входе в атмосферу волновой фронт является плоским, то температурные неоднородности, порожденные атмосферной турбулентностью, изменяют показатель преломления, что приводит к искажению волнового фронта.

Радиус r_0 светового пучка, в пределах которого разность хода, вносимого атмосферой, составляет меньше $\lambda/2$, то есть пучок остается когерентным был впервые введен Фридом и носит его имя.

$$r_0 = 4,1 \left(\frac{\lambda}{1,06 \cdot 10^{-5}} \right)^{6/5} \cos^{3/5} \Theta,$$

где Θ — зенитный угол, рад; λ — длина волны, м.



В оптическом диапазоне r_0 принимает значения 5-30 см. Если Диаметр объектива $D \gg r_0$, то пучки света размером r_0 можно считать независимыми. Они интерферируют между собой, создавая в фокальной плоскости быстро меняющуюся картину светлых пятен с угловым размером λ/D , близким к дифракционному. Эти мелкие изображения получили название спеклы (speckle – зерно, крупинка) .

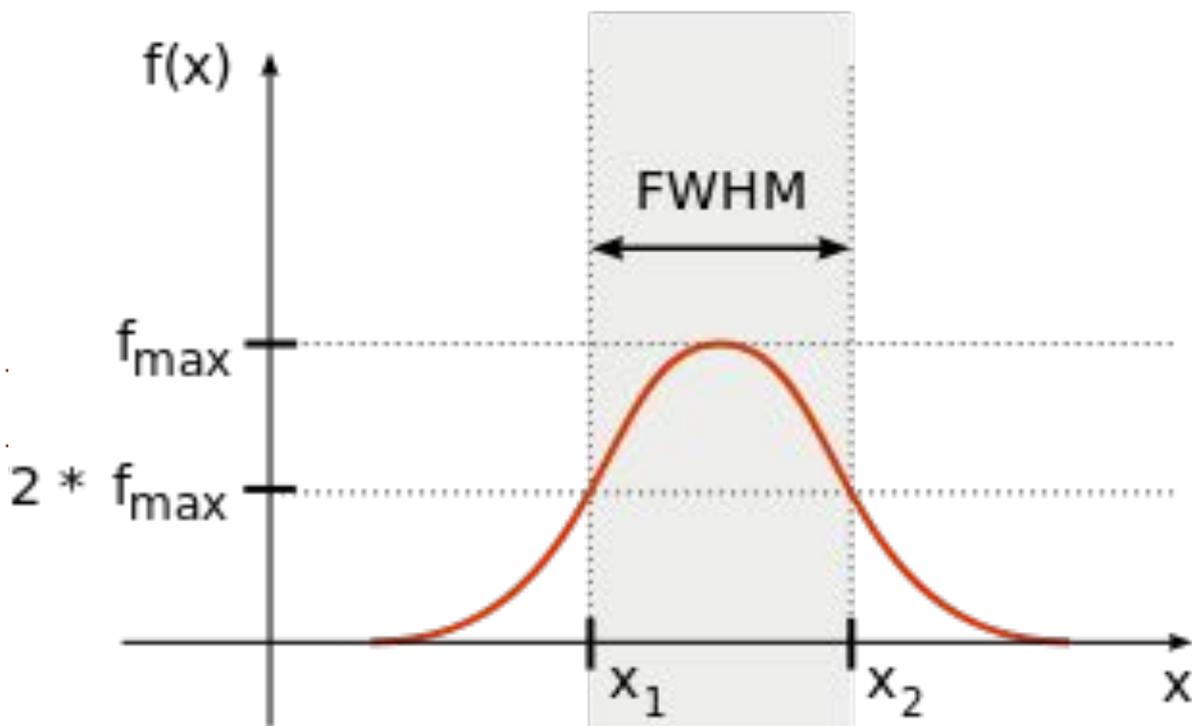
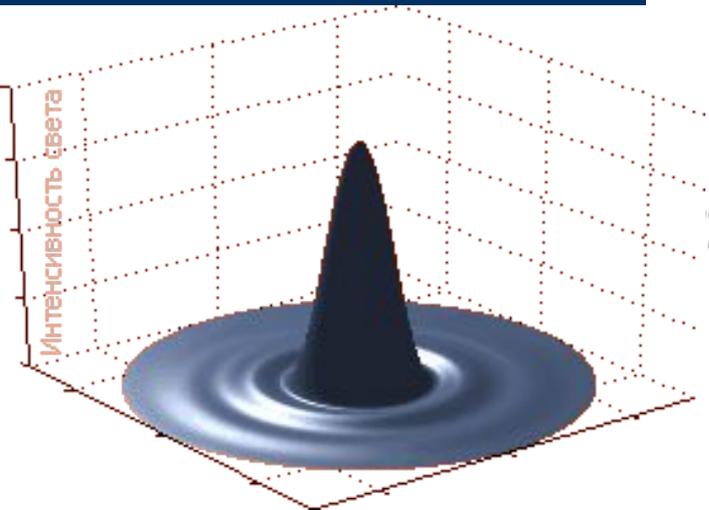
При длинных экспозициях отдельные спеклы сливаются в турбулентный диск размером $\beta = \lambda/r_0$. Общее количество спеклов составляет $N=D^2/(2r_0)^2$.

Метод, который анализирует спекловые изображения, получил название **спекл-интерферометрия**.

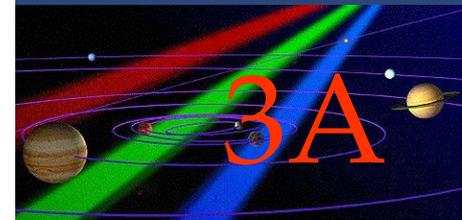
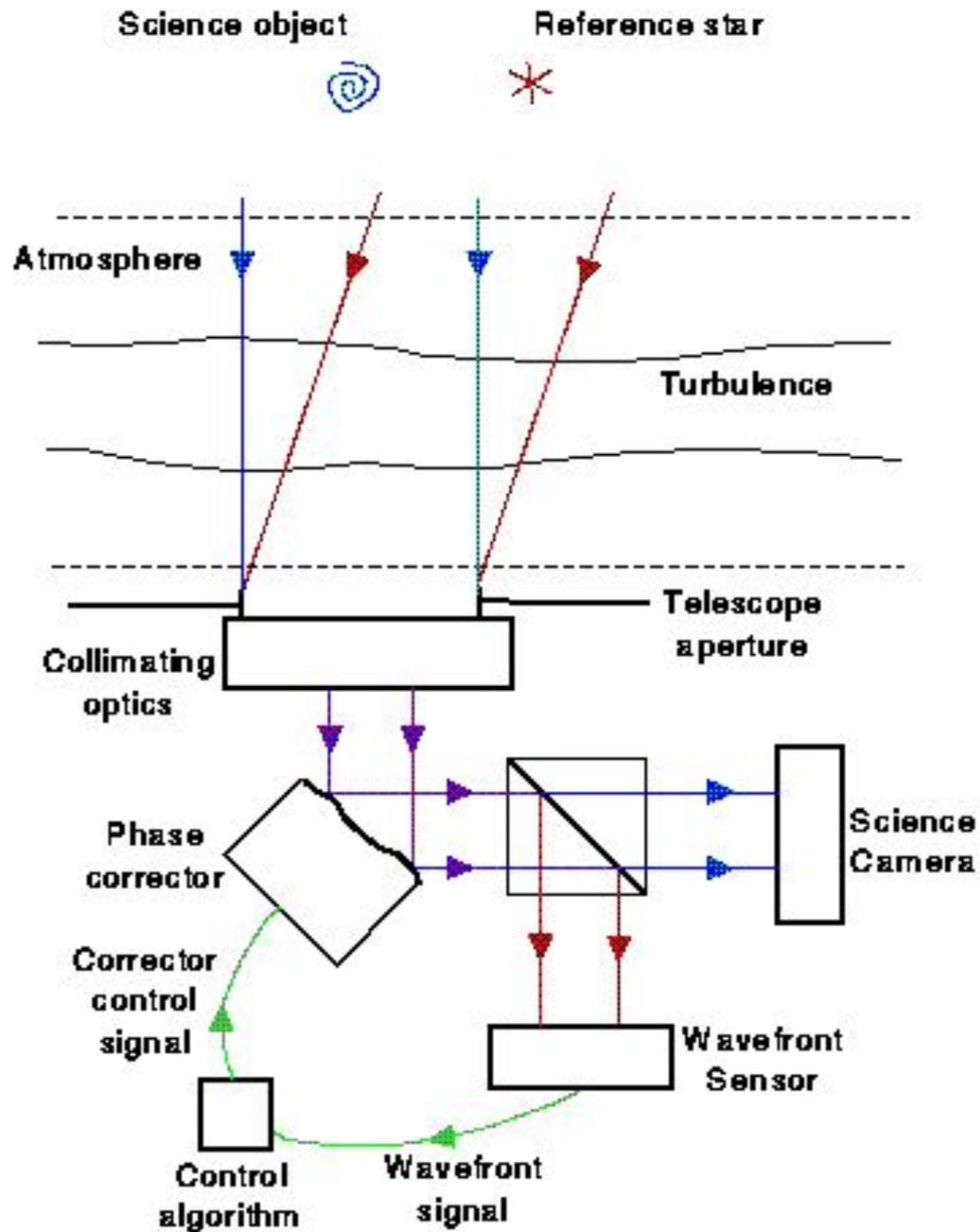
Время замороженности атмосферы составляет 0.01-0.05 с.

Изображение звезды при длинных экспозициях может быть аппроксимировано двумерной функцией Гаусса и характеризоваться значением **полуширины** (полная ширина на половине максимума, в английской транскрипции **Full Width at Half Maximum – FWHM**)

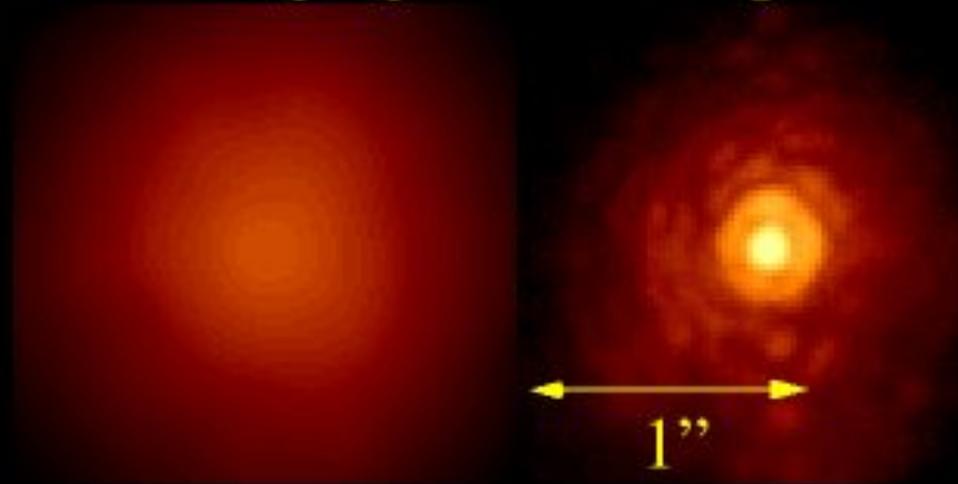
$$f(r) = \frac{1}{2\pi\sigma^2} e^{-\frac{r^2}{2\sigma^2}}$$



Создание адаптивных систем



Imaging with Hokupa'a



exposure time 30s at CFHT (3.3m)

OFF image autoguided

guide star $m_V = 9.5$ guide star (sao12442)

Strehl: ON=0.29 OFF=0.009

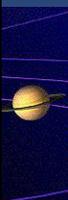
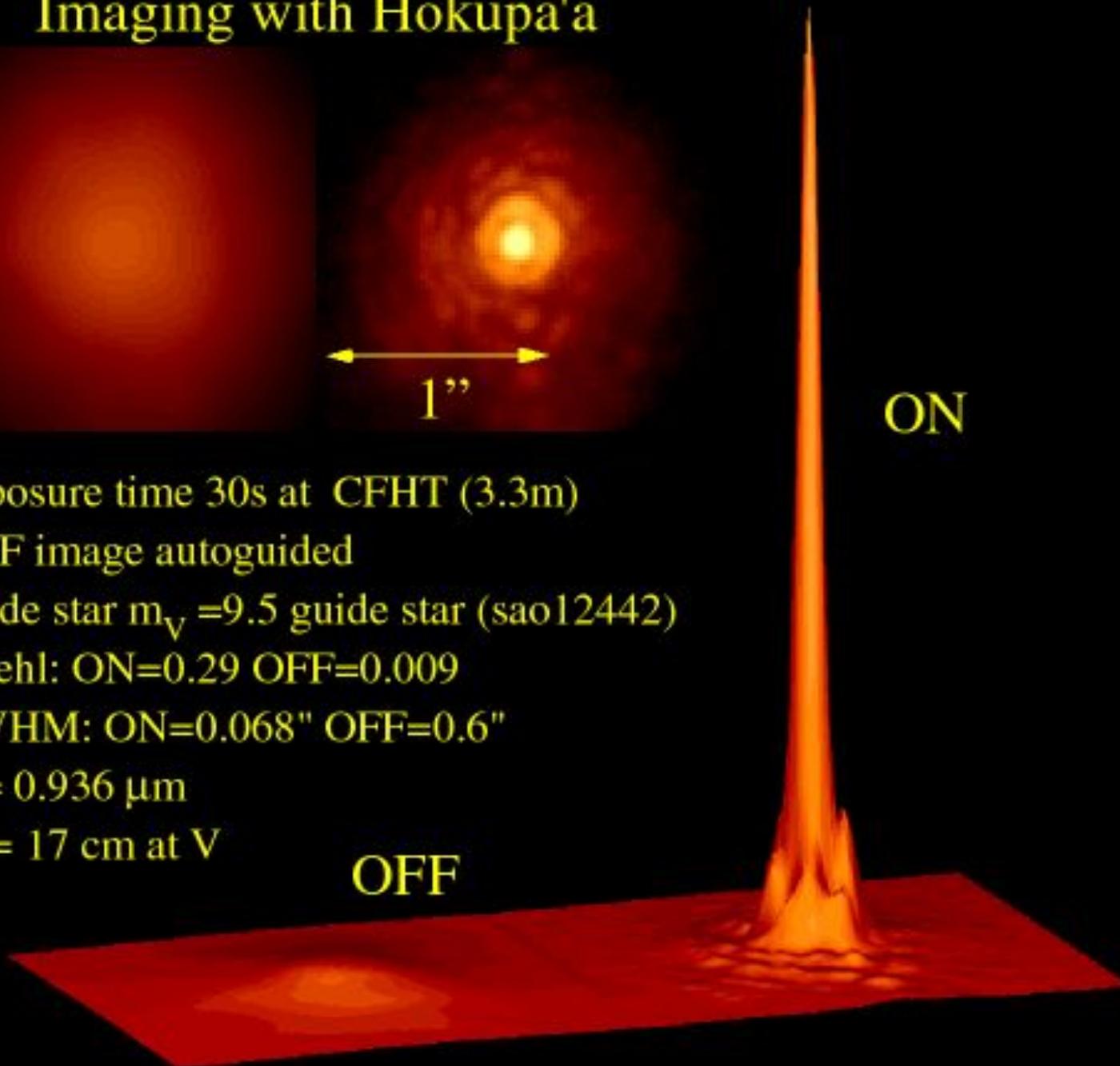
FWHM: ON=0.068" OFF=0.6"

$\lambda = 0.936 \mu\text{m}$

$r_0 = 17 \text{ cm at } V$

ON

OFF





GTC

Great Telescope Canary

Диаметр зеркала 10.4 м

36 шестиугольных зеркал

Канарские острова

высота 2267 м

$F = 16.5$ м

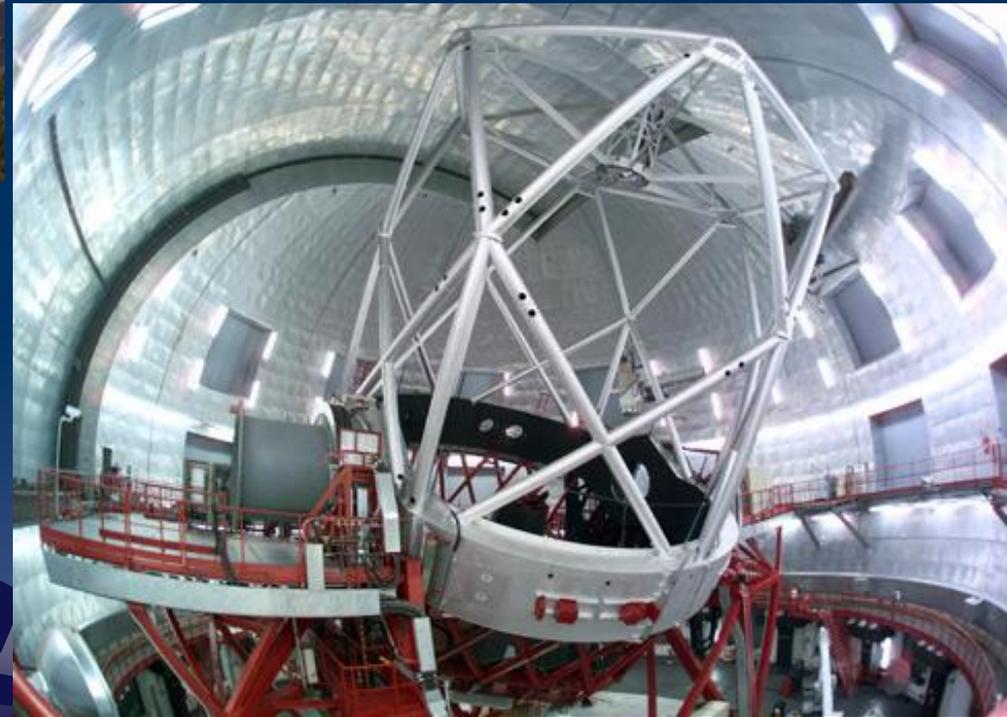
Total telescope moving weight = 400 tonnes

Primary mirror weight = 17 tonnes

Effective collecting area = 73 m²

Effective focal length = 169.9 m

Plate scale = 0.82 mm/arcsec



Телескопы Кека I, II

Диаметры зеркал 10 м
36 шестиугольных зеркал
Мауна Кеа, Гавайи
высота 4145 м
 $F = 17.5 \text{ м}$



Hobby-Eberly

Диаметр зеркала 9.2 м,
91 шестиугольное зеркало
Фолкес, Техас
высота 2025 м



SALT

Диаметр зеркала 9.2 м
11.1 m x 9.8 m
Саутерленд, Южная
Африка
высота 1783 м



LBT

Диаметры зеркал 8.4 м
Маунт Грэхем, Аризона
высота 3221 м
 $F = 9.6 \text{ m}$



- Primary Diameter: 8.417 meter
- Primary Focal Ratio: $F/1.142$
- Central Hole Physical Diameter: 0.9 m
- Primary Figure: parabolic
- Primary Mirror Mass: approximately 16 t

Very Large Telescope (VLT)

Диаметры зеркал 8.2 м
Пустыня Атакама, Чили
высота 2635 м
 $F = 9.6 \text{ m}$



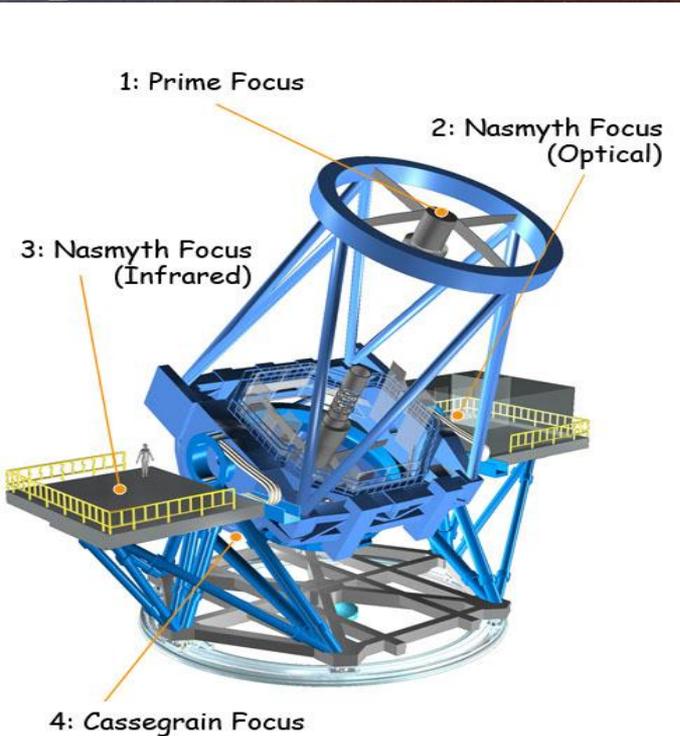
Subaru

Диаметр зеркала 8.2 м

Мауна Кеа, Гавайи

высота 4139 м

$F = 15.0 \text{ m}$



(c) MBTA Corporation, Japan #150132



Gemini



Северный
Диаметр зеркала 8.1 м
Мауна Кеа, Гавайи
высота 4213 м

Южный
Диаметр зеркала 8.1 м
Сьерра Пачион, Чили
высота 2722 м



Giant Magellan Telescope

Organization

GMT Consortium

Location

Las Campanas Observatory, Chile

Altitude

2,516 m

Wavelength

320–25000 nm

Built

Made 4 mirrors

Telescope style

Gregorian

Diameter

25.448 m

Angular resolution

0.21–0.3" at 500 nm

Focal length

18.000 m (M1)
202.745 m (M1+M2)

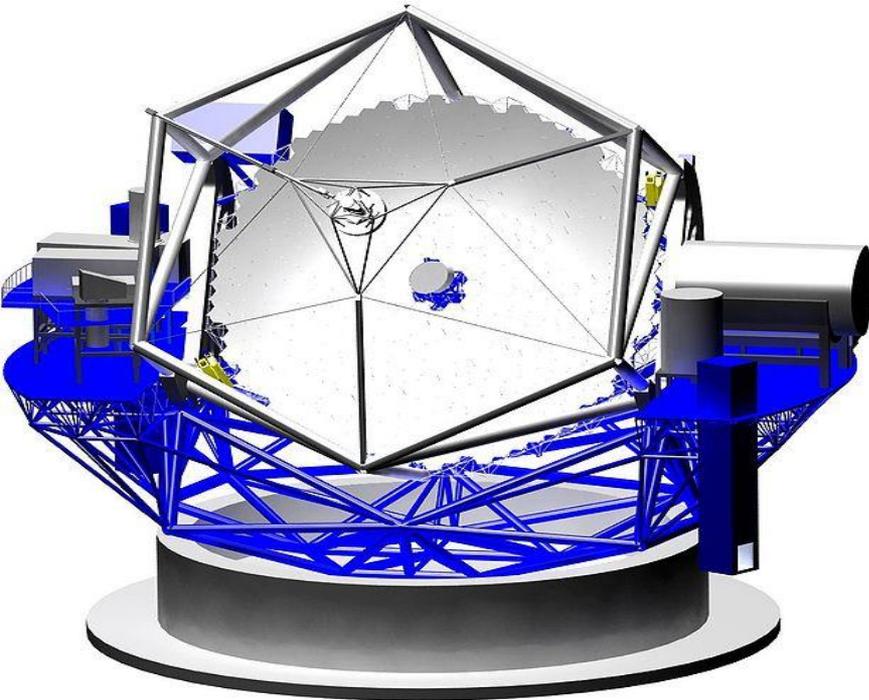
Mounting

altitude/azimuth



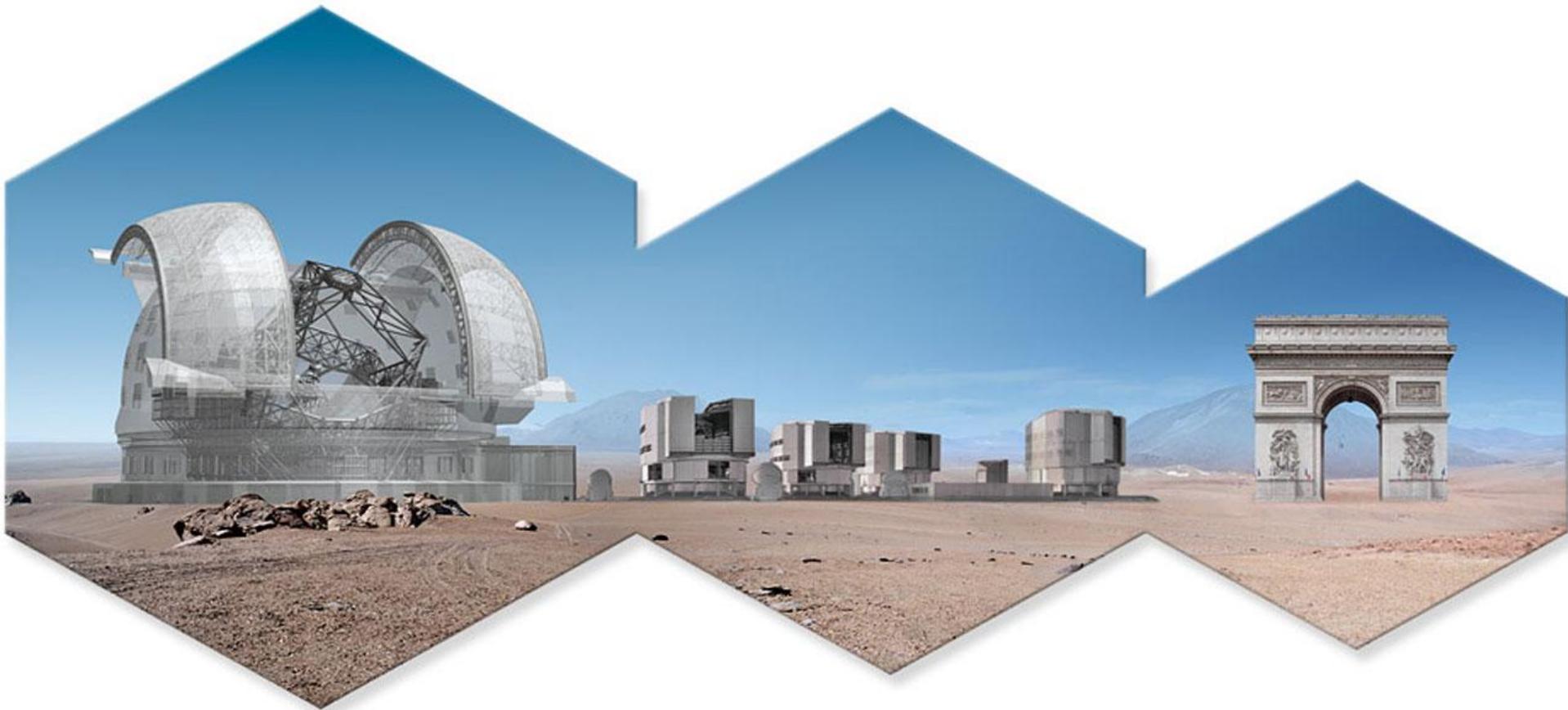
Thirty Metre Telescope (TMT)

Location	Mauna Kea Observatory
Altitude	4,050 m
Wavelength	Mid-IR to visible (0.31–28 μm)
Built	<i>Begin in 2015</i>
Telescope style	Segmented Ritchey-Chrétien telescope
Diameter	30 metres (98 feet)
Focal length	f/15 (450 m)
Dome	Spherical

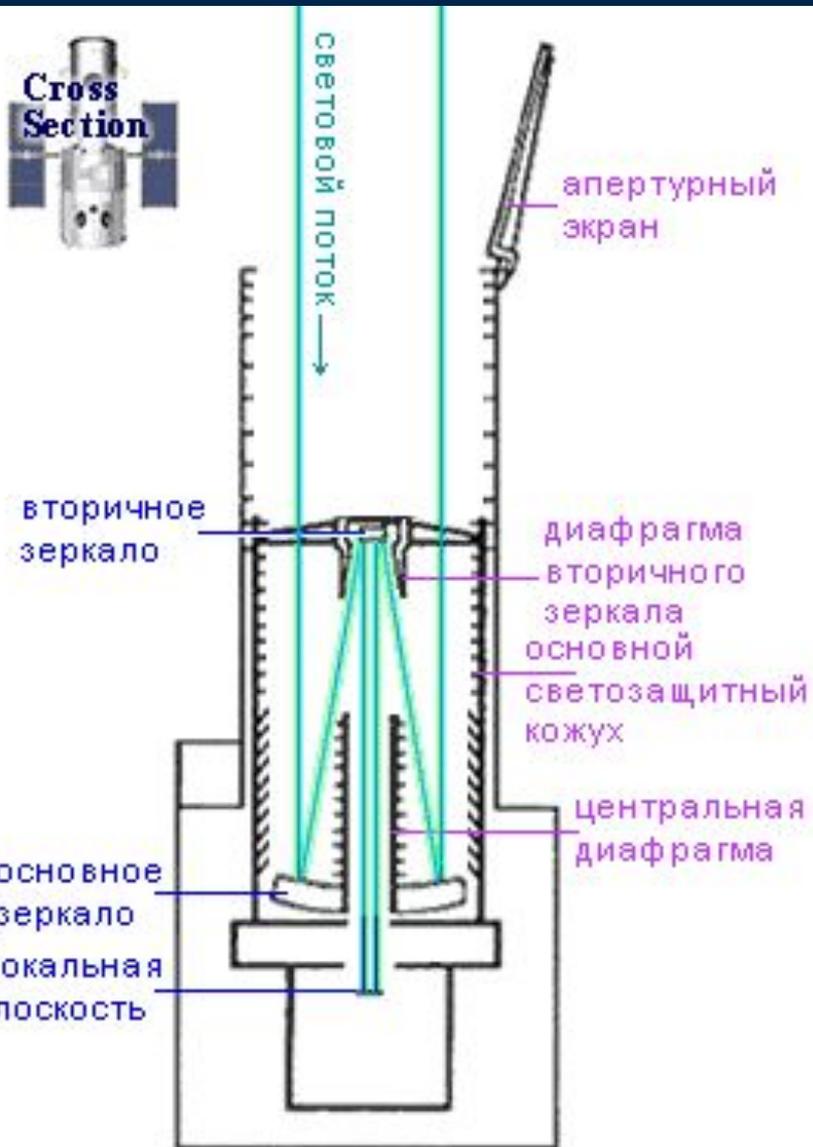


E-ELT

Name: European Extremely Large Telescope (E-ELT)
Type: optical to mid-infrared telescope
Aperture: 39.3 m
Field of view: 10 arcminute diameter
Mounting: Nasmyth mount
Location: Cerro Armazones, Chile
Built *Begin in 2015*



Cross
Section



Длина

13,3 м

Ширина

4,3 м

Масса

10863 кг

Апертура главного зеркала

2,4 м

Апертура вторичного
зеркала

0,3 м

Эффективное фокусное
расстояние

57,6 м

Оптическая схема

Ричи-Кретьена Кассегрена

Орбита

перигей 590 км, апогей

596 км

Наклонение

28,5 градусов

Период обращения

97 минут

Орбитальная скорость

28 тыс. км/ч

Стоимость

\$2,2 млрд. на момент
запуска

Расчетный период
эксплуатации

Около 15-20 лет (при
регулярном
техобслуживании на орбите)

Система стабилизации

По трем осям

Точность наведения

0,007 арксек



Herschel

Диаметр - 3,5 метра, работает в инфракрасном диапазоне спектра. Зеркало из карбида кремния. Вес телескопа 300 кг, в то время как телескоп из традиционных материалов весил бы 1,5 тонны. Зеркало «склеено» из 12 элементов.



Волновой
диапазон:

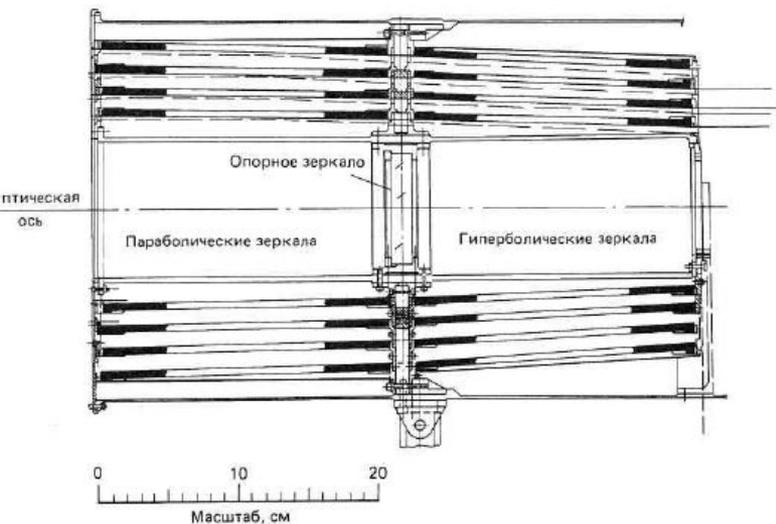
от 60 до 670 μm

Схемы телескопов в рентгеновском диапазоне

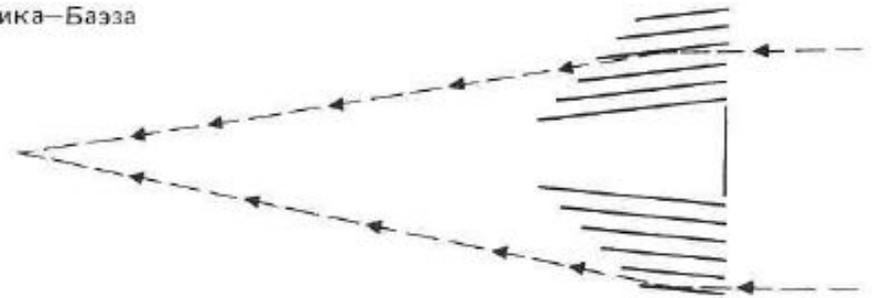
Критический угол определяется соотношением:

$$\theta = 2 \cdot \lambda \cdot (\pi r_0 N(e))^{1/2}$$

Зеркала покрываются, в зависимости от принимаемых длин волн, для 3-30 Å – никель и хром, для меньших длин волн – иридий.



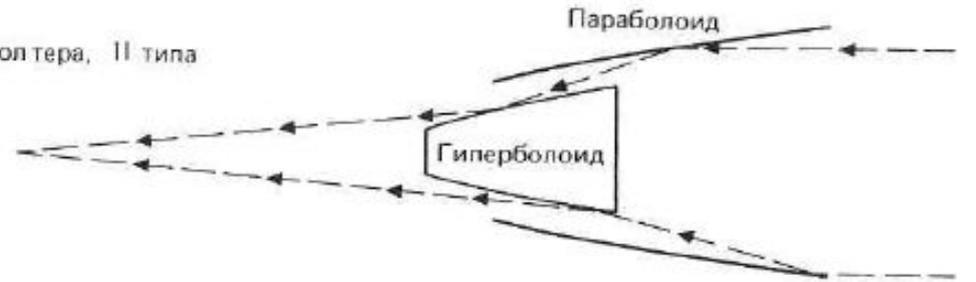
а) Киркпатрика—Баэза



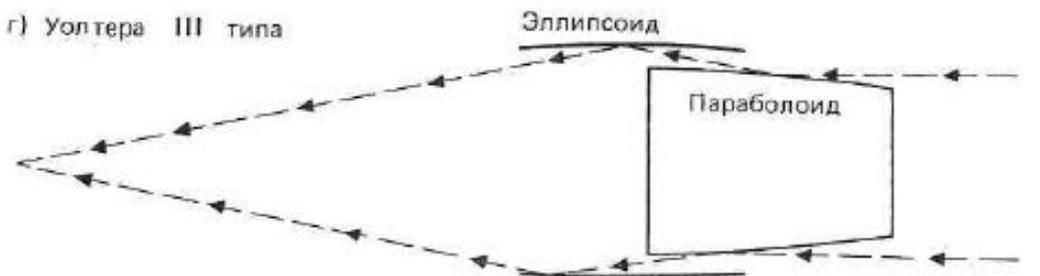
б) Уолтера, I типа



в) Уолтера, II типа

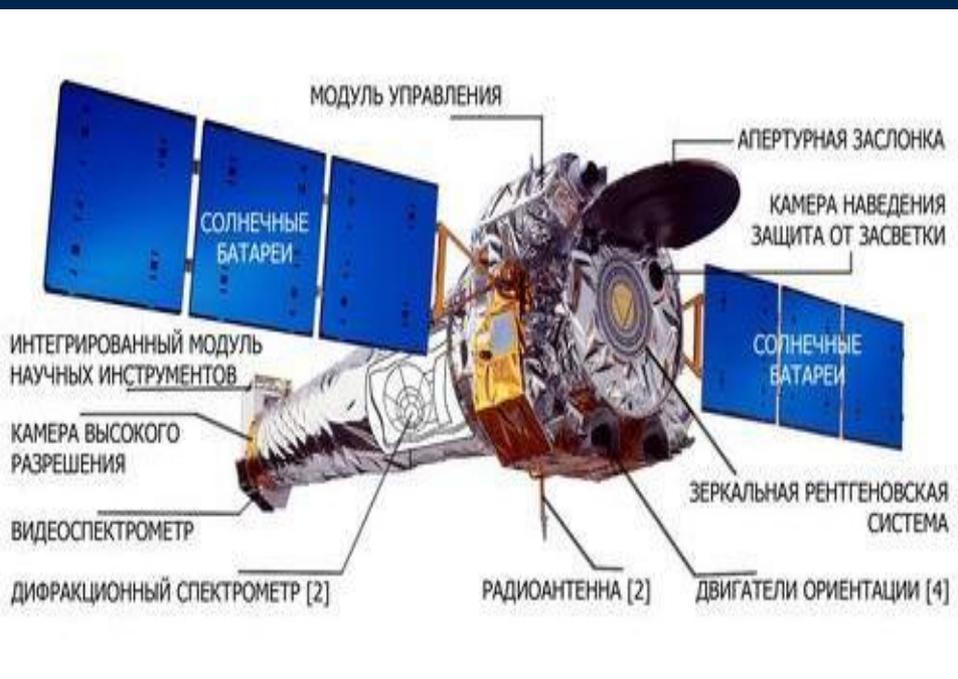


г) Уолтера III типа

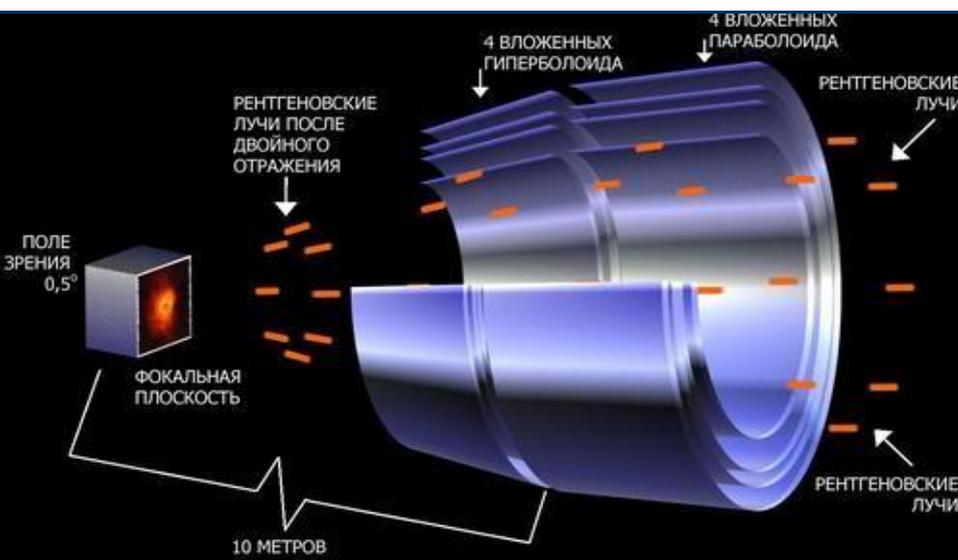


Чандра

Работает с 1999



Type	Wolter type 1
Diameter	1.2 m
Focal length	10.0 m
Collecting area	400 cm ²
Wavelengths	X-ray (0.1 - 10 keV)
Resolution	0.5 arcsec



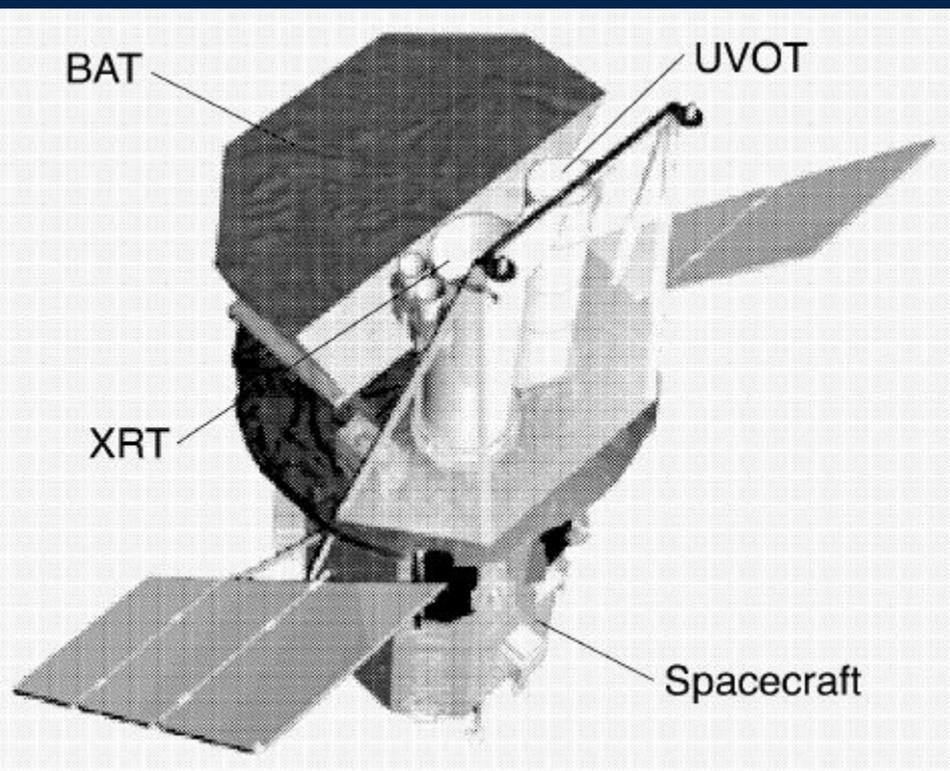


Table 1. BAT parameters.

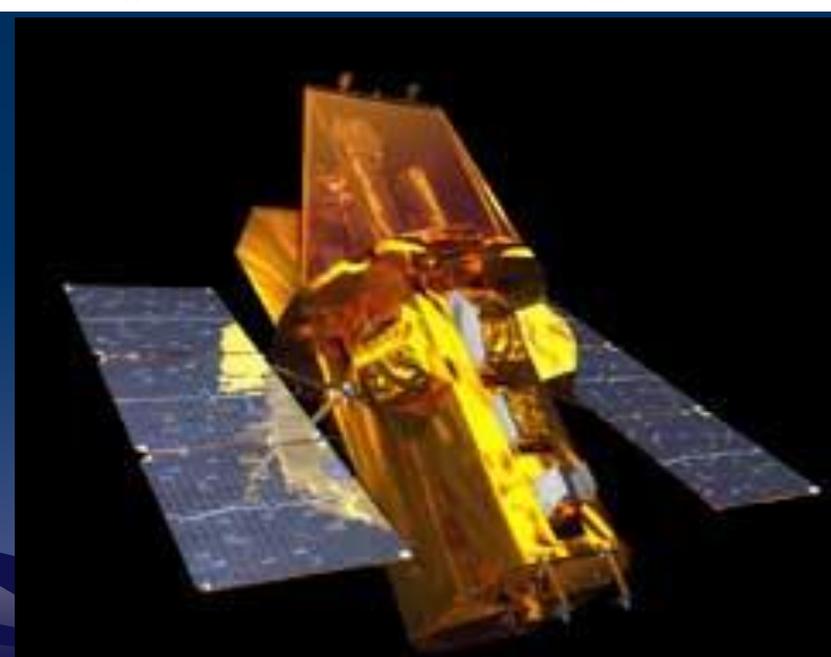
Energy Range	15-150 keV
Detecting Area	5200 cm ²
Detector Operation	Photon counting
Field of View	1.4 sr (half-coded)
Detector Element Size	4 × 4 × 2 mm ³
Telescope PSF	17 arcmin

Table 2. XRT parameters.

Energy Range	0.2-10 keV
Telescope	JET-X Wolter 1
Effective Area	110 cm ² @ 1.5 keV
Field of View	23.6 × 23.6 arcmin
Detection Elements	600 × 600 pixels
Telescope PSF	18 arcsec HPD @ 1.5 keV
Sensitivity	2 × 10 ⁻¹⁴ erg cm ⁻² s ⁻¹

Table 3. UVOT parameters.

Wavelength Range	170 nm - 600 nm
Telescope	Modified Ritchey-Chrétien
Aperture	30 cm diameter
Detector	Intensified CCD
Detector Operation	Photon counting
Field of View	17 × 17 arcmin
Detection Elements	2048 × 2048 pixels
Telescope PSF	0.9 arcsec @ 350nm
Sensitivity	$B = 24$ in white light in 1000 s

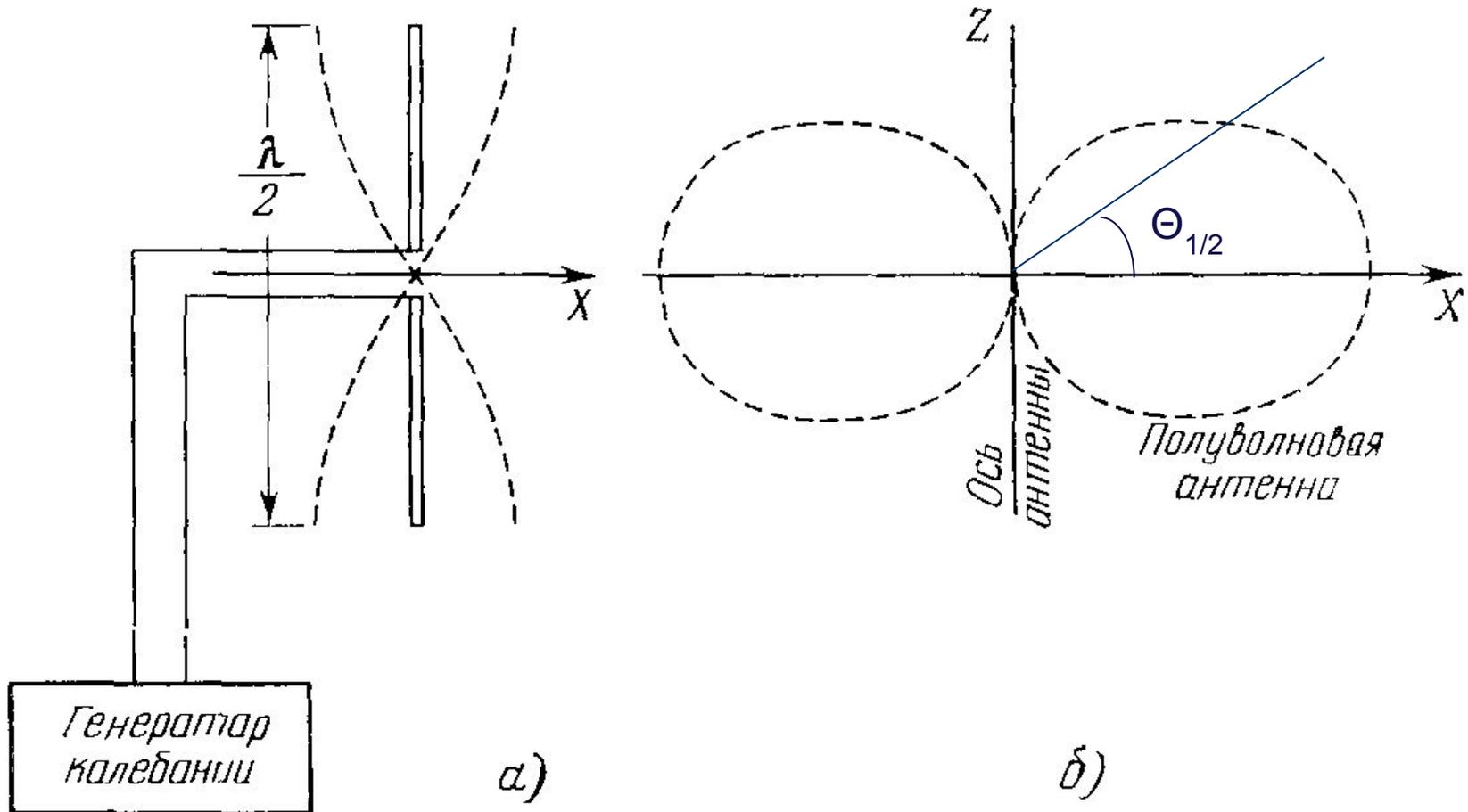


Телескопы в радио диапазоне

$S = G \lambda^2 / (4\pi)$ – эффективная площадь антенны

G - коэффициент направленности, (для диполя $G=1.64$)

$\Theta_{1/2} = 65^\circ \lambda / L$ – ширина диаграммы по половинной мощности



Телескопы в радиодиапазоне Синфазные решетки, апертурный синтез

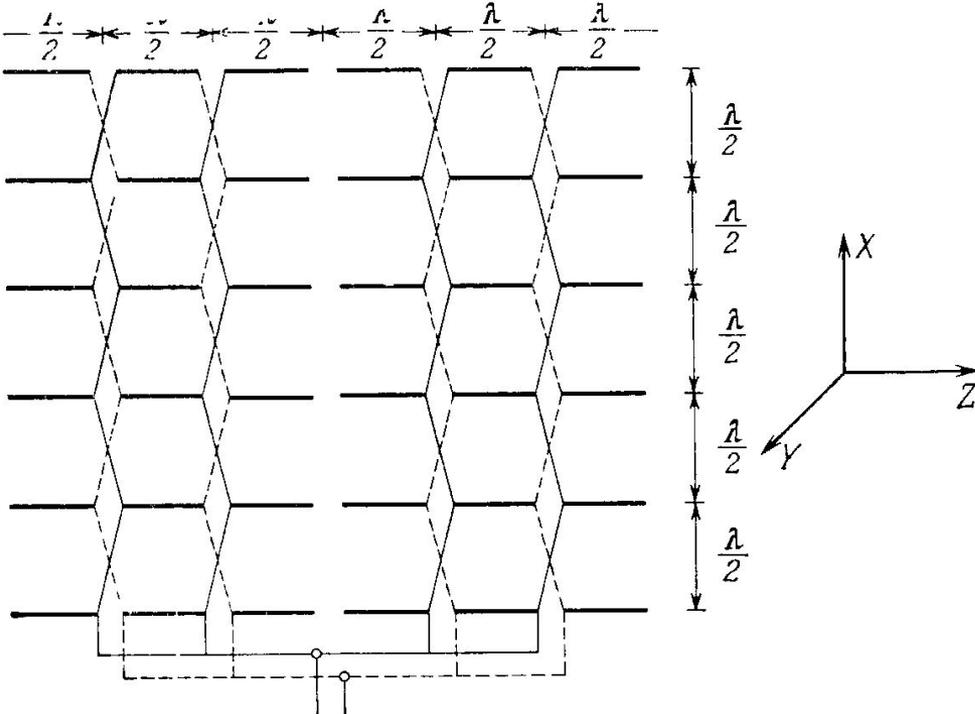


Рис. 102. Схема соединения 36 полуволновых диполей, питаемых с обоих концов, причем часть питается с одного конца. Все они не имеют того вертикального ряда на рис. 102) в плоскости, перпендикулярной посередине.

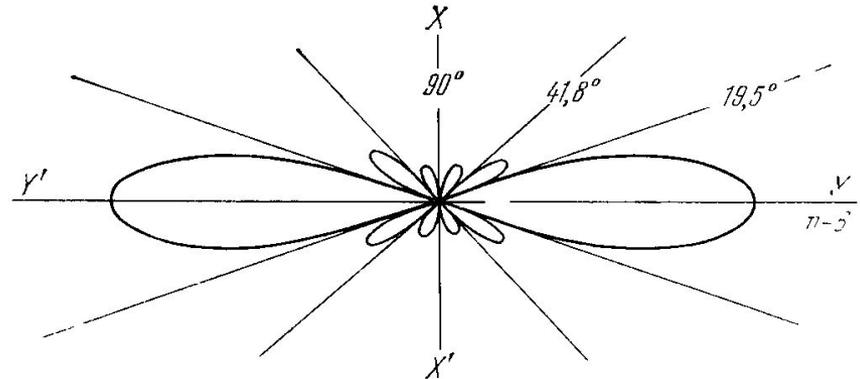
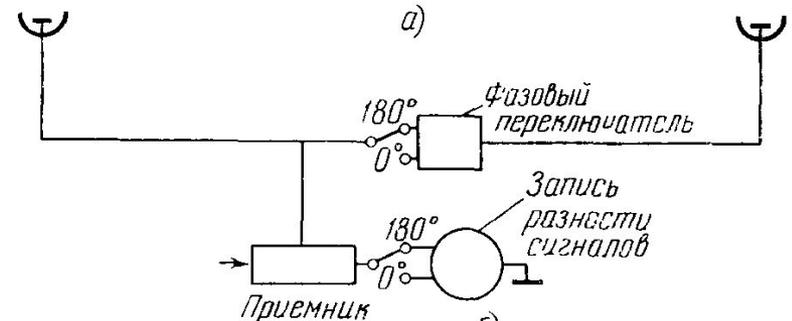
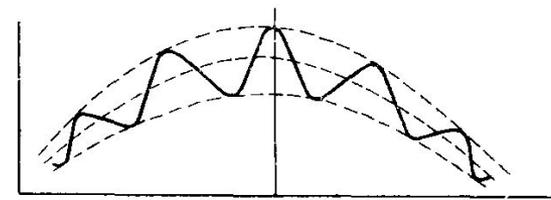
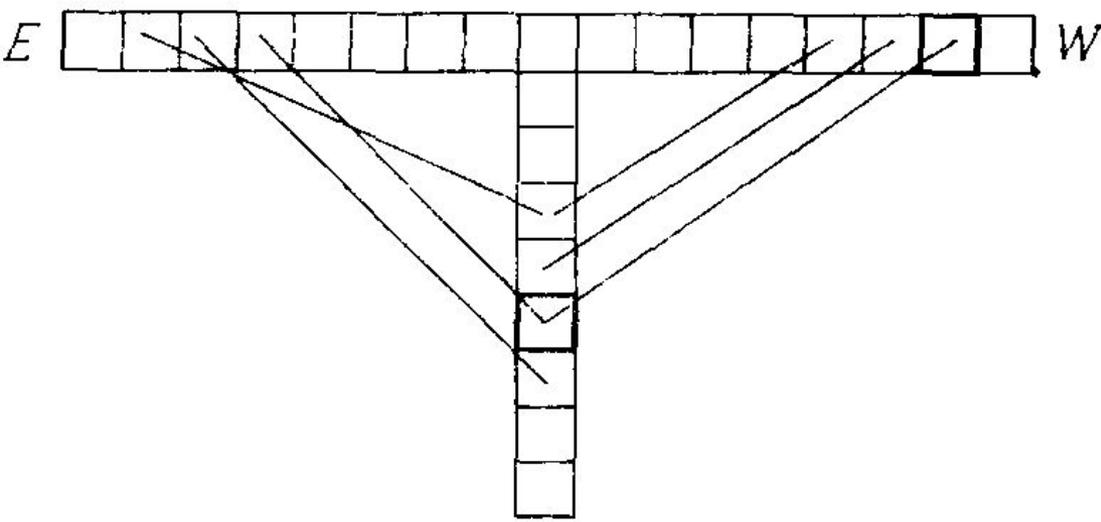


Рис. 103. Диаграмма направленности шести диполей (одного вертикального ряда на рис. 102) в плоскости, перпендикулярной к плоскости диполей.



Радиотелескоп УТР-2 построен в 1970 г. и является самым крупным в мире инструментом декаметрового диапазона длин волн (9-40 м или 8-33 МГц). УТР-2 построен по принципу фазированной антенной решетки. Он состоит из 2040 отдельных диполей и имеет “Т”-образный вид. Одно плечо расположено в направлении Север-Юг, длина 1800 м, другое – Восток – Запад, длина 900 м. Каждое плечо содержит 6 рядов диполей (длина- 8 м, диаметр – 1.8 м), сгруппированных в секции и подсекции.



«Диапазонный» крестообразный радиотелескоп (ДКР-1000) - назван из-за возможности проводить одновременные наблюдения в диапазоне частот от 30 до 120 МГц (2.5-10 м). Рефлектор антенны Восток - Запад был образован из продольных проволок (диаметр 2 мм и расстояние между ними -10 см), проложенных по 37 легким параболическим фермам (вес фермы - 1200 кг).



Круговой отражатель -895 прямоугольных отражающих элементов (11.4 x 2 м).
Центральная часть каждой панели высотой 5 м имеет радиус кривизны 290 м. Они могут перемещаться по трём степеням свободы. Отражающие элементы каждого сектора выставляются по параболе, образуя отражающую и **фокусирующую** полосу антенны. В фокусе такой полосы располагается специальный **облучатель**.
Плоский отражатель -124 плоских элементов высотой 8.5 м и общей длиной 400 м.

Высота над уровнем моря	970 метров
Диаметр	576 м
Длины волн	радиоволны 0,8 — 50 см (610 — 35 000 МГц)
Угловое разрешение	1.7"
Собирающая площадь	12000 (4 x3000) м ²



RATAN 600

Грин-Бэнк
(Западная Виргиния, США)
— крупнейший в мире
полноповоротный
параболический радиотелескоп
Зеркало имеет размеры
100×110 м. Рабочие длины волн
1 м – 3 мм (290 МГц - 100 ГГц).



ARECIBO



Высота над уровнем моря	497 м
Длины волн	3 см — 1 м
Диаметр	304.8 м
Собирающая площадь	~73 000 м ²
Фокусное расстояние	132.5 м

VLA

Wavelength	0.6–410 cm (50 GHz–73 MHz)
Высота над уровнем моря	2124 m
Telescope style	Interferometer
Diameter	27 × 25m
Angular resolution	0.2 to 0.004 arcsec
Collecting area	13.25 sq km (f/0.36)

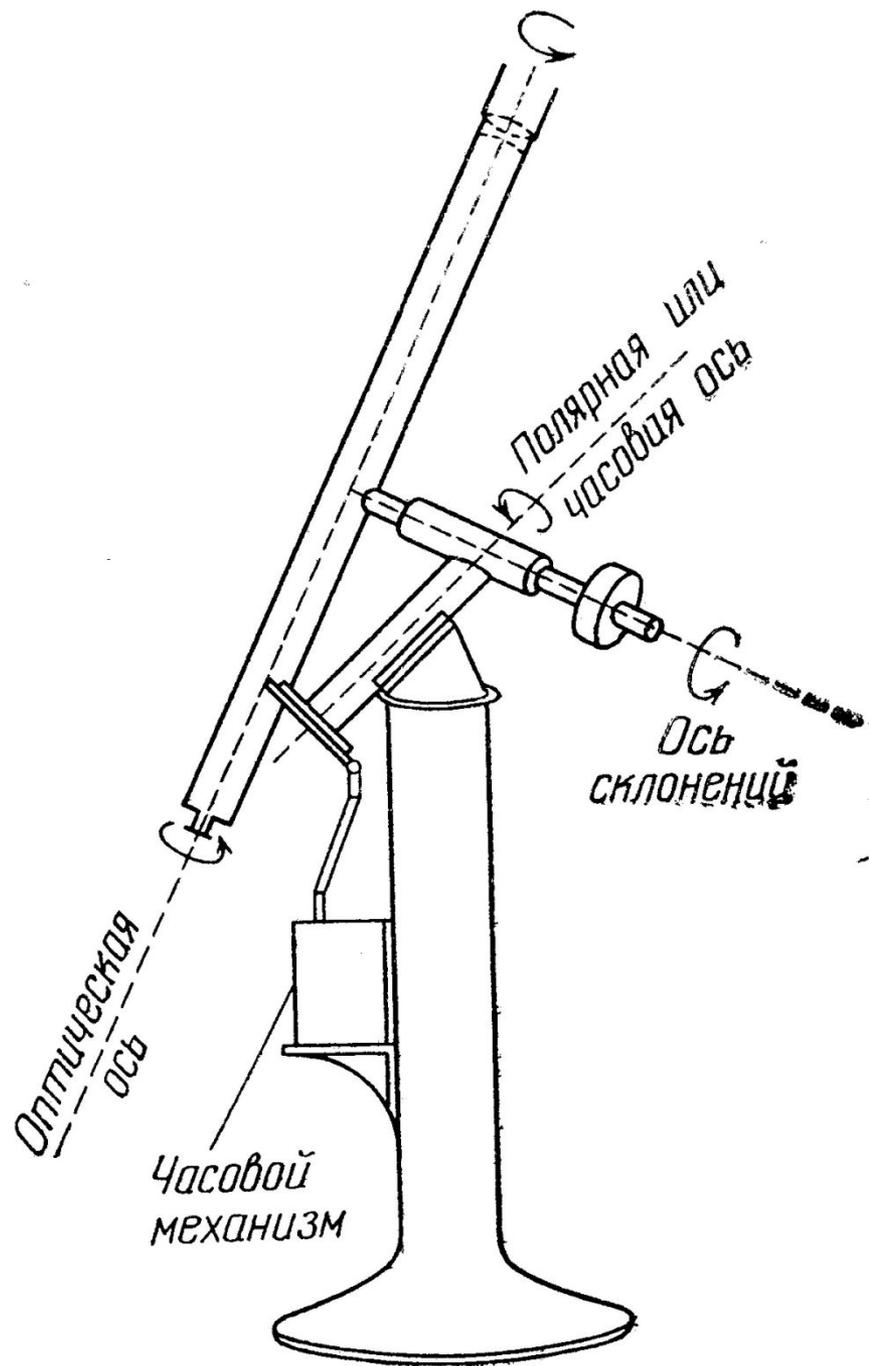


ALMA

Wavelength	0.3 to 9.6 mm
Высота над уровнем моря	5058,7 м
Telescope style	Interferometer
Diameter	54× 12m, 12× 7m
Angular resolution	10 milliarcseconds



Экваториальная установка

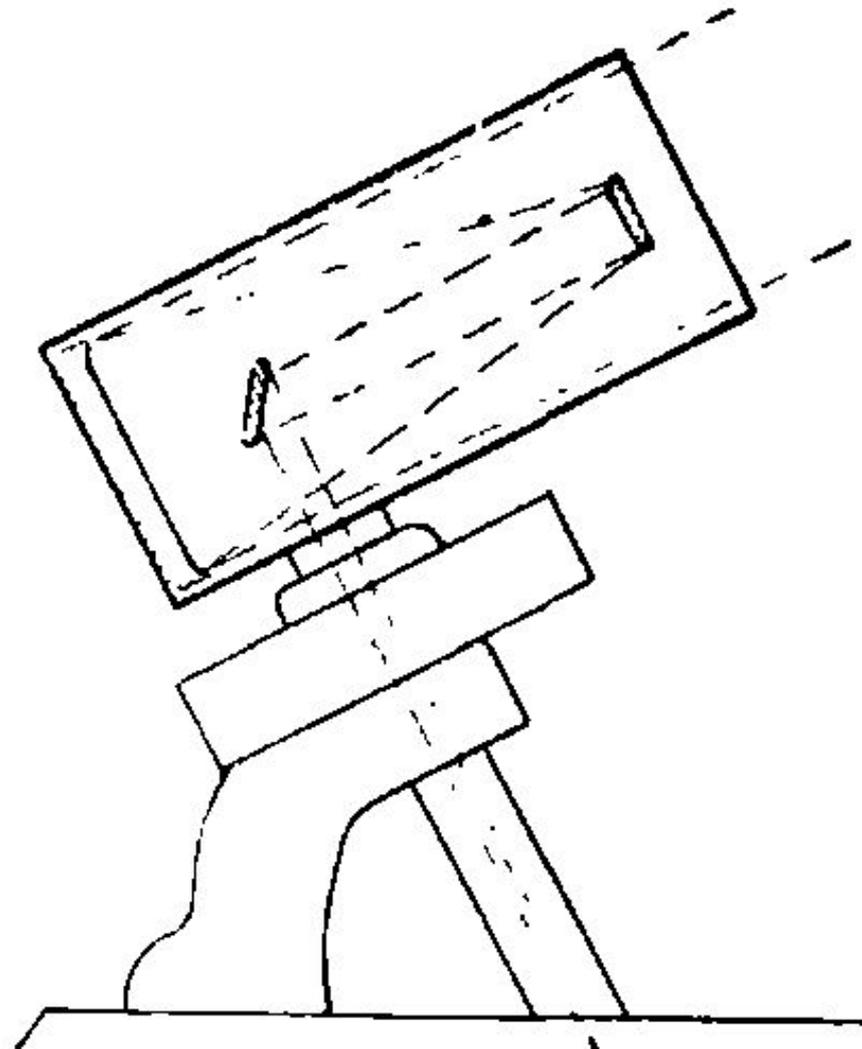
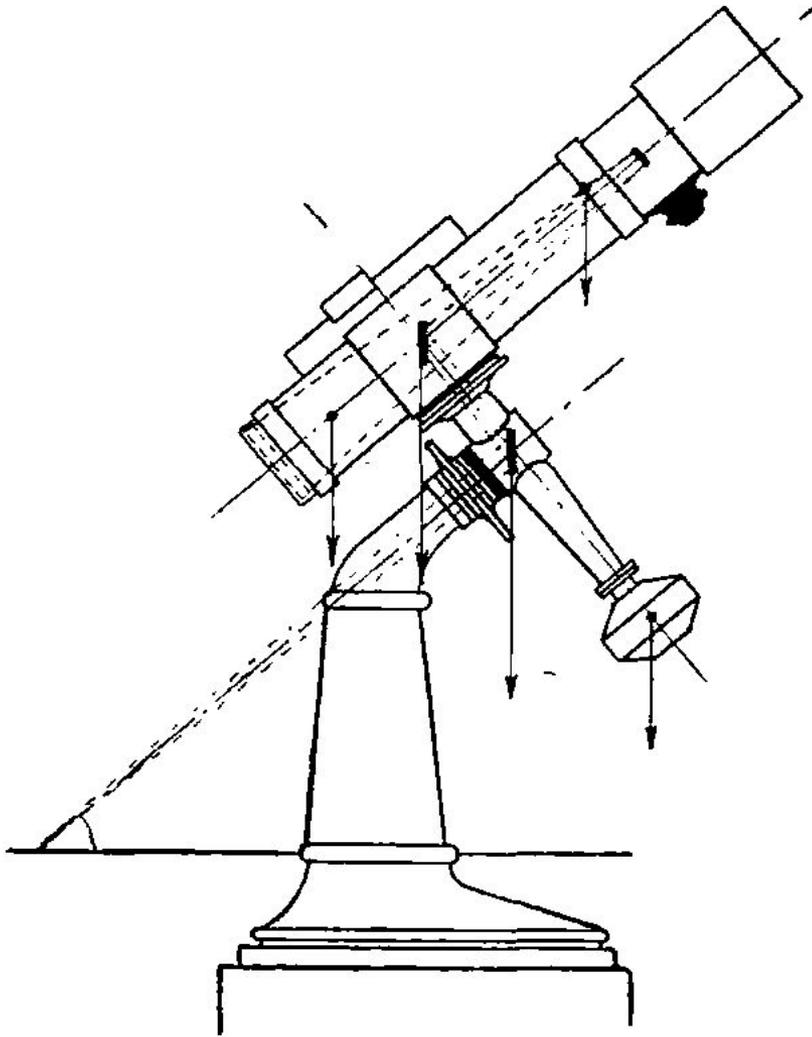


Монтировки телескопов

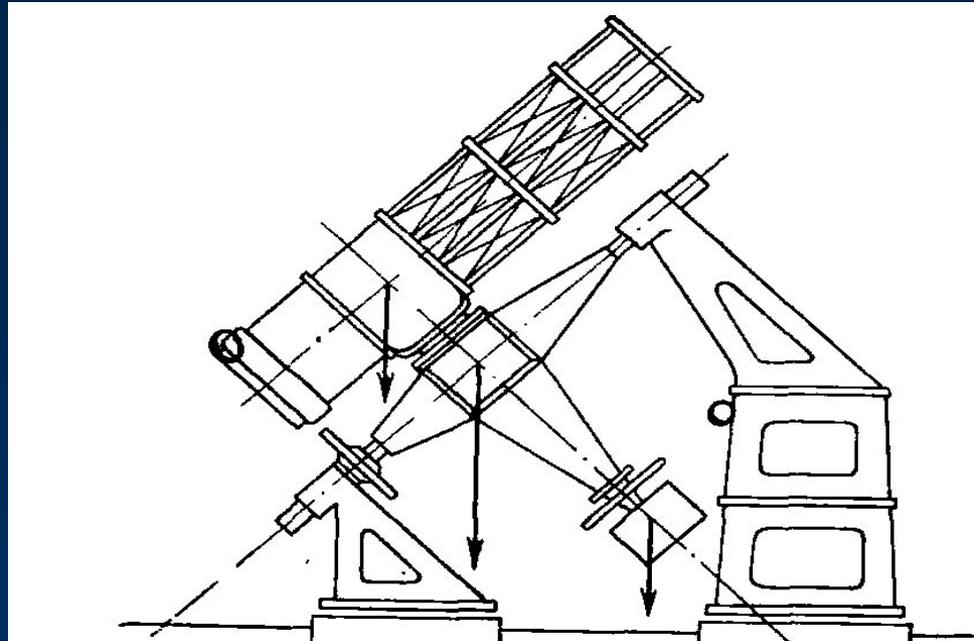
Немецкая монтировка

Труба укреплена на оси с противовесом и
ломаной полярной осью

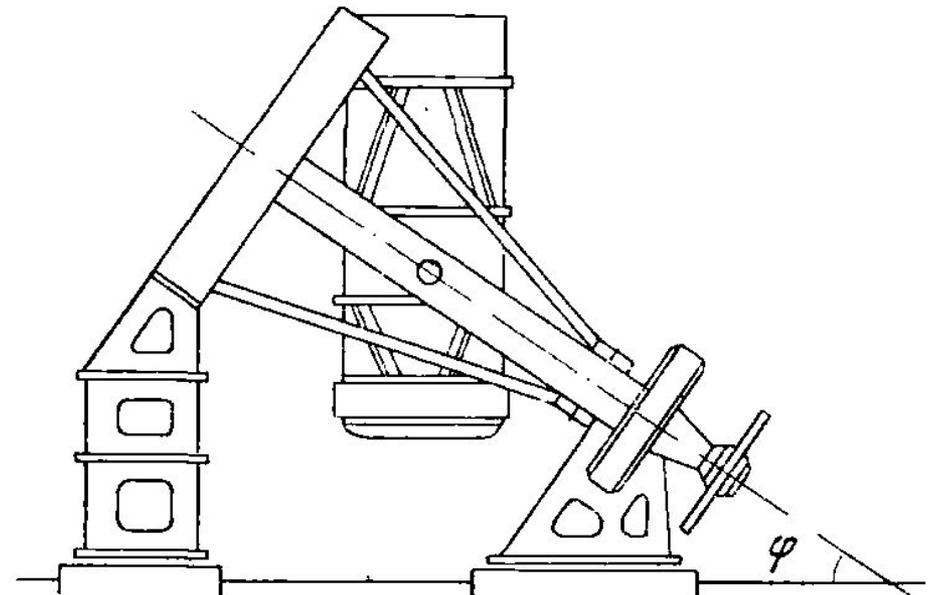
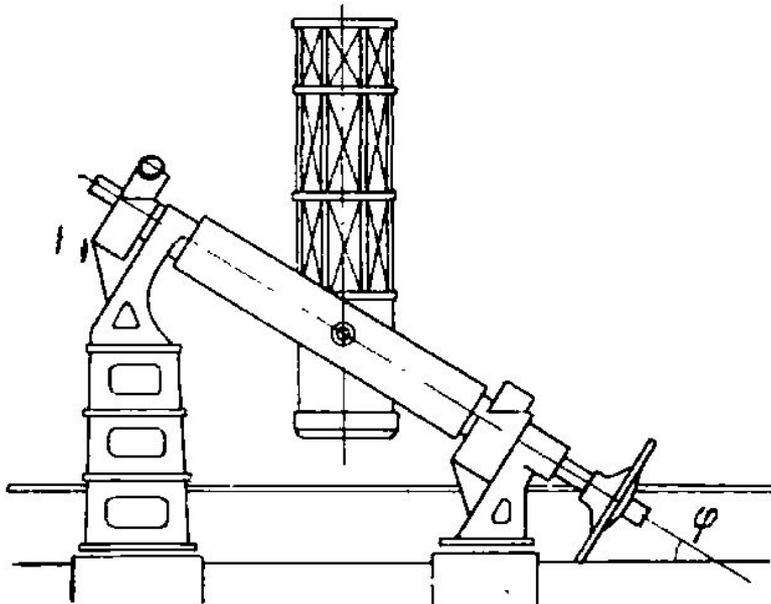
Фокус куда



Монтировки телескопов



Английская
монтировка

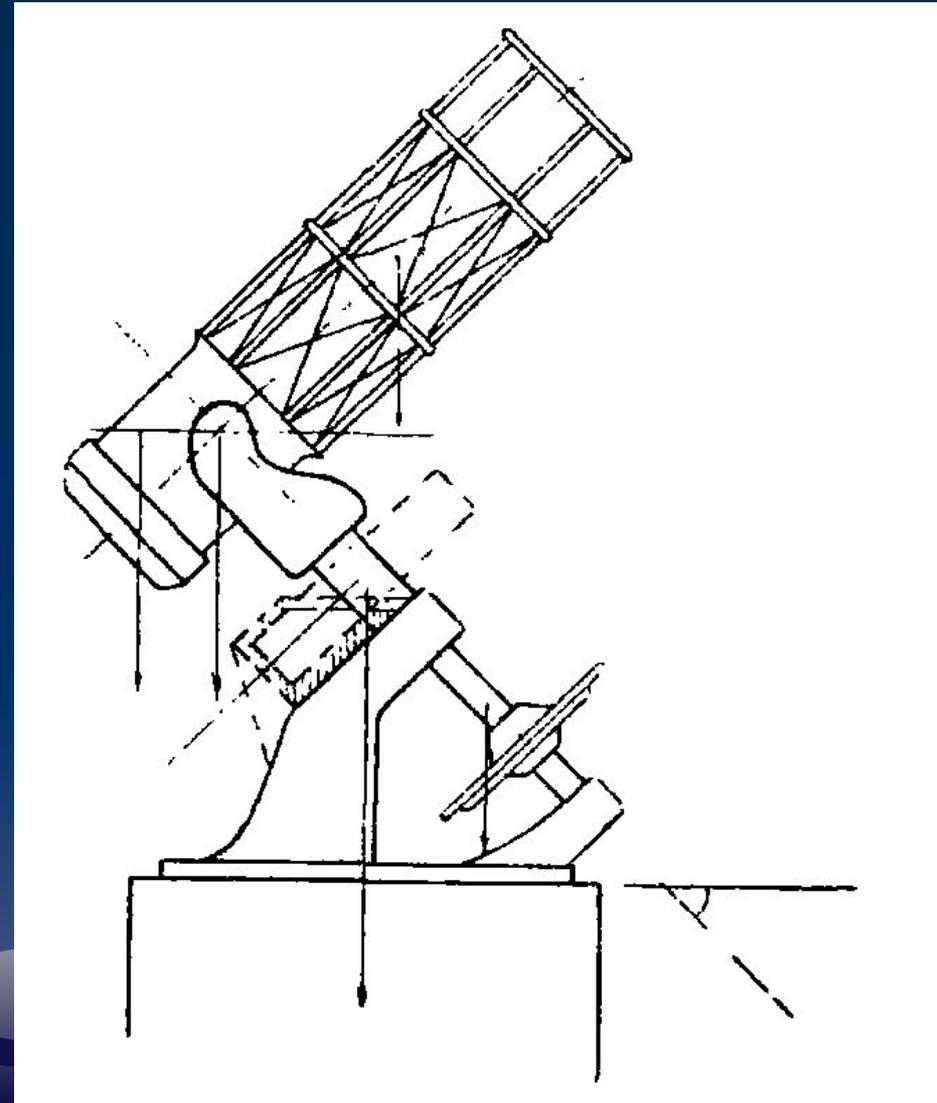


Монтировки телескопов

Азимутальная установка

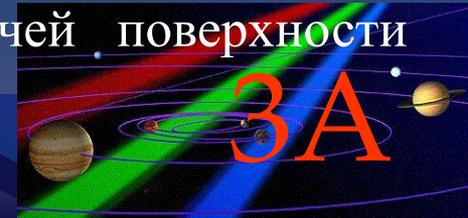


Труба укреплена на вилке, направленной на полюс



• ПРИЕМНИКИ ИЗЛУЧЕНИЯ

- Приёмники излучения разделяются на одноканальные (фотоэлементы, фотосопротивления, болометры, счётчики и др.) и многоканальные (глаз, фотопластинки, ПЗС- матрицы и др.)
- Основные характеристики приёмников излучения:
 - а) квантовый выход (quantum efficiency) q_λ - отношение потока зарегистрированного приёмником к общему упавшему на рабочую поверхность;
 - б) спектральная чувствительность r_λ - диапазон длин волн, в котором работает приёмник излучения;
 - в) динамический диапазон – отношение максимального значения сигнала к минимальному;
 - г) порог чувствительности – минимальное значение потока, которое может быть зарегистрировано;
 - д) размер светочувствительного элемента;
 - е) максимальный размер приёмника – размер рабочей поверхности приёмника.



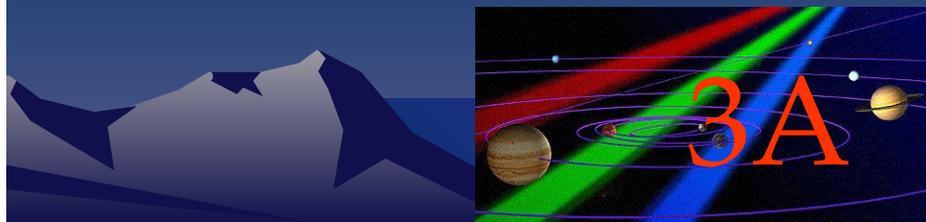
- Первым приёмником излучения является глаз



- Ночное зрение – 0.513 мкм,
- Дневное зрение – 0.555 мкм
- Разрешающая способность ~1 угл. мин.
- Расстояние ясного зрения ~25 см
- Диаметр зрачка ~6 мм
- Время накопления – 0.2 с
- Квантовый выход – 10%

Палочки – диаметр 2 мкм, длина 60 мкм, общее число ~ 100 млн., на периферии сетчатки.

Колбочки – диаметр 6 мкм, длина 35 мкм, общее число ~ 7 млн., устлана центральная ямка, более ответственны за цвет.



- Фотоэлектрические приемники излучения основаны на явлении фотоэффекта – появлении свободных электронов под действием излучения. Различают внешний и внутренний фотоэффект.
- Внешний фотоэффект – электроны улавливаются положительным электродом и проходят путь вне вещества.
- Внутренний фотоэффект – увеличение свободных электронов в зоне проводимости и возникновение электродвижущей силы на границе металл-полупроводник.
- Объяснение фотоэффекту было дано А. Эйнштейном.

$$h\nu = \frac{1}{2}mv^2 + P$$

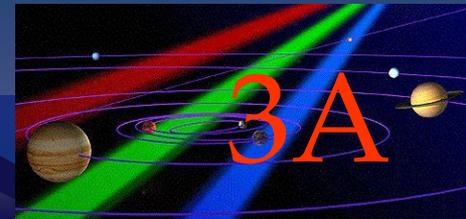
- P – работа выхода, измеряется в электрон-вольтах

$$1 \text{ эв} = 1,602 \cdot 10^{-12} \text{ эрг}$$

- Из уравнения видно, что существует $P_{\min} = h\nu_0$, или длинноволновая граница фотоэффекта, для 1 эв это 1,2398 μm .

Если работа выхода у данного вещества равна P эв, то длинноволновая граница излучения, вызывающего фотоэффект, равна

$$\lambda_0 = \frac{12398}{P} \text{ \AA.}$$



Длинноволновая граница некоторых веществ

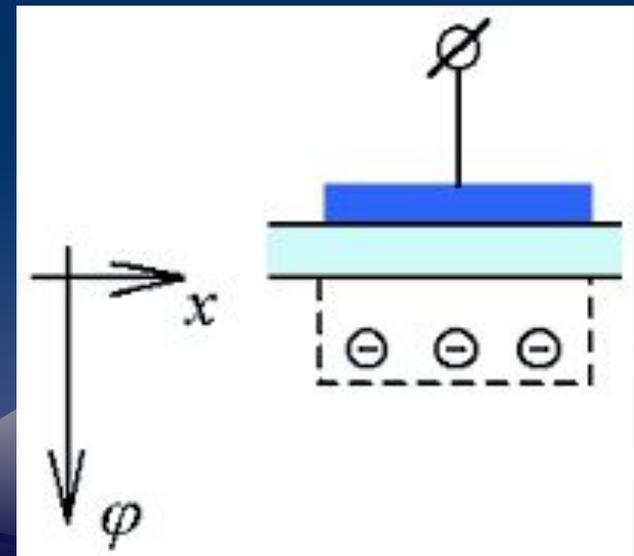
Полупроводник	E_G , эВ	λ_l , мкм
Si	1,12	1,10
Ge	0,68	1,82
GaAs	1,35	0,92
GaP	2,25	0,55
GaSb	0,78	1,59
InAs	0,33	3,8
InP	1,25	1,00
InSb	0,18	6,9
PbO	1,90	0,65

Полупроводник — примесь	E_i , эВ	λ_l , мкм
Ge—In	0,011	113
Ge—Ga	0,011	113
Ge—As	0,013	95
Ge—P	0,012	103
Si—In	0,16	8
Si—Ga	0,068	18
Si—As	0,053	23
Si—P	0,045	28

Принцип работы ПЗС- приёмников

CCD - Charge Coupled Device

- Чтобы понять физику работы ПЗС рассмотрим структуру МОП-конденсатора, которые являются основой таких приборов. МОП-конденсатор представляет собой металлический электрод (затвор), присоединенный к слою двуокиси кремния (SiO_2 , изолятор, толщина 0,1 мкм), ниже которого расположен слой p - кремния в виде подложки. При подаче на затвор положительного смещения относительно подложки, основные носители (дырки) отталкиваются от перехода $\text{Si} - \text{SiO}_2$ и образуется обедненный слой (потенциальная яма для электронов). С увеличением напряжения на затворе обедненная область распространяется внутрь подложки. При определенном напряжении (несколько вольт) все свободные электроны будут притянуты к переходу и образуют слой обратной проводимости.



Устройство МОП- конденсатора

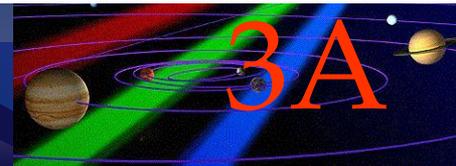
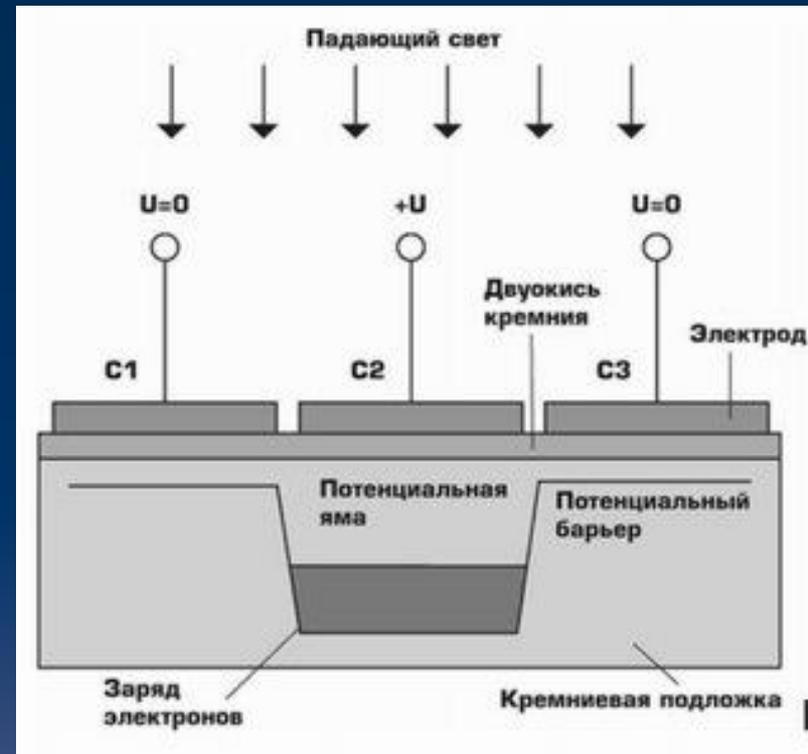
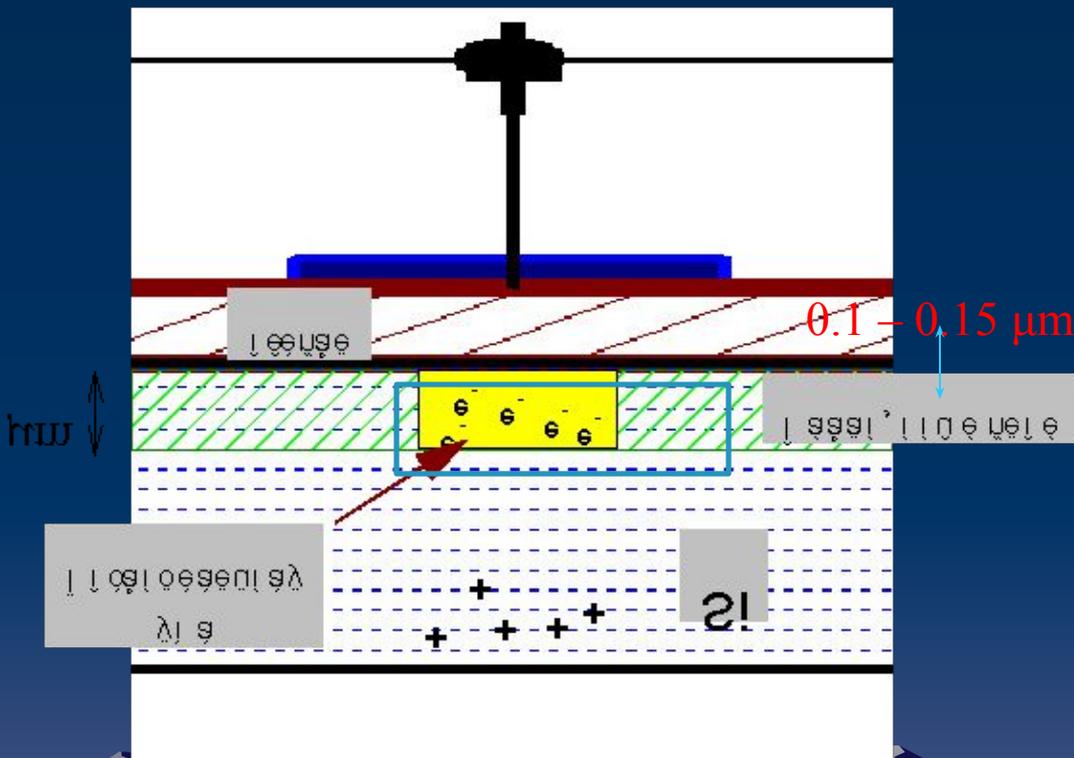
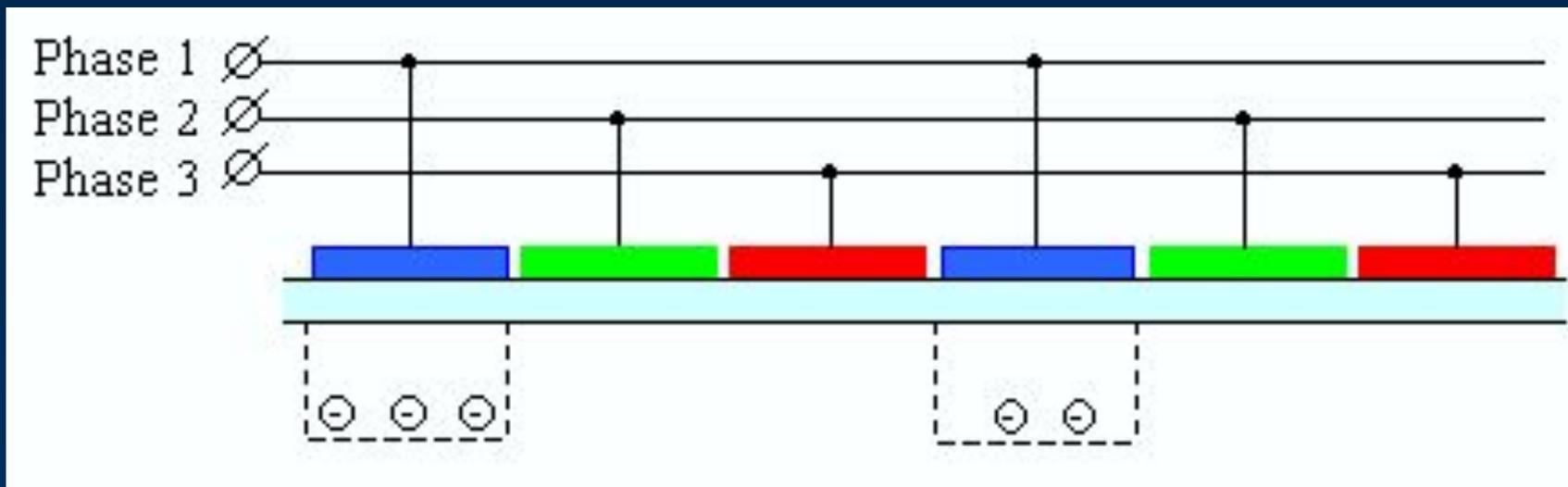


Схема передачи зарядовых пакетов при считывании сигнала с ПЗС-матрицы



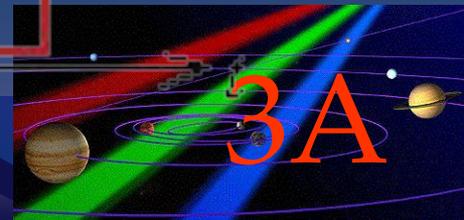
Фаза 1



Фаза 2

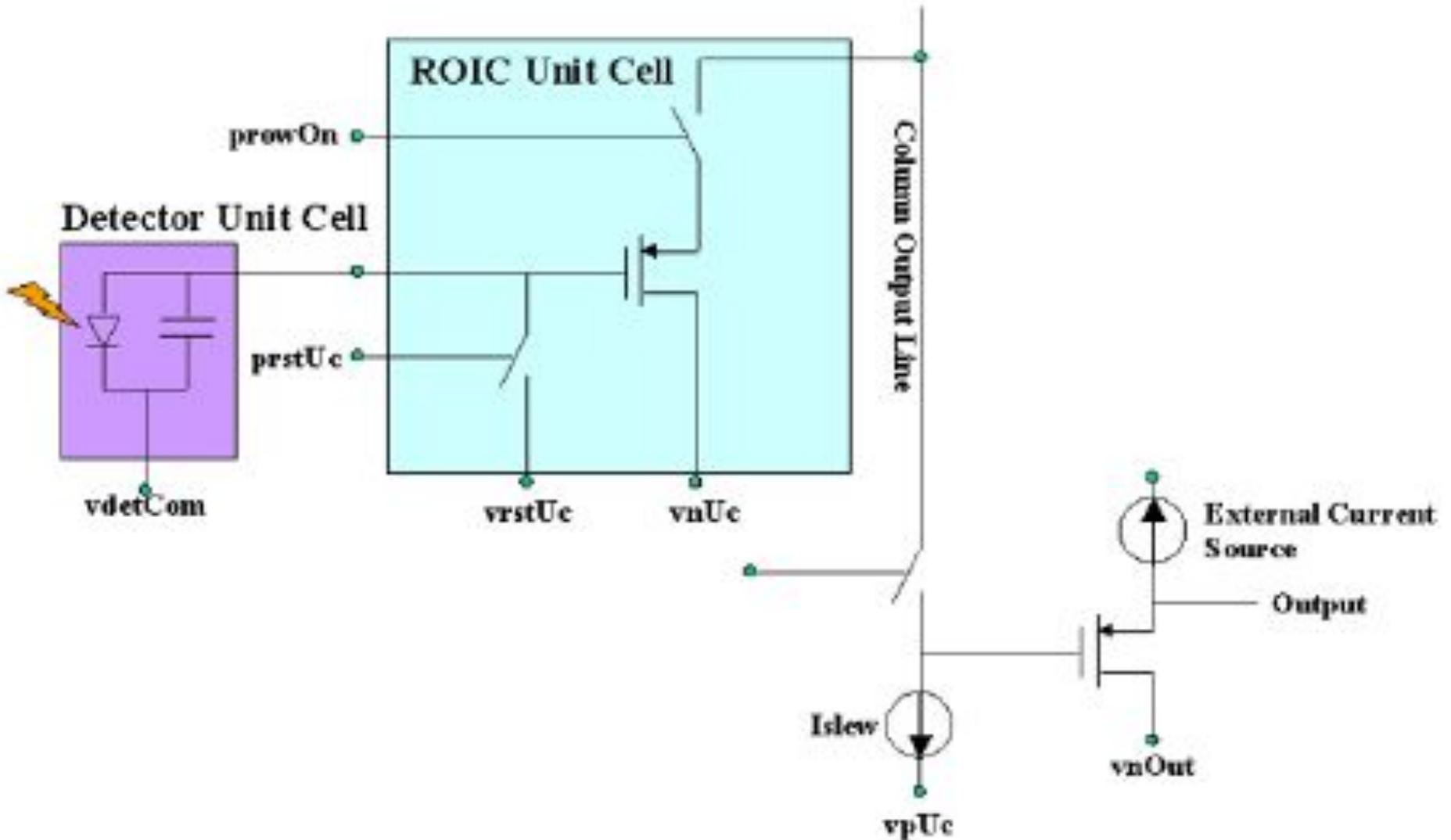


Фаза 3



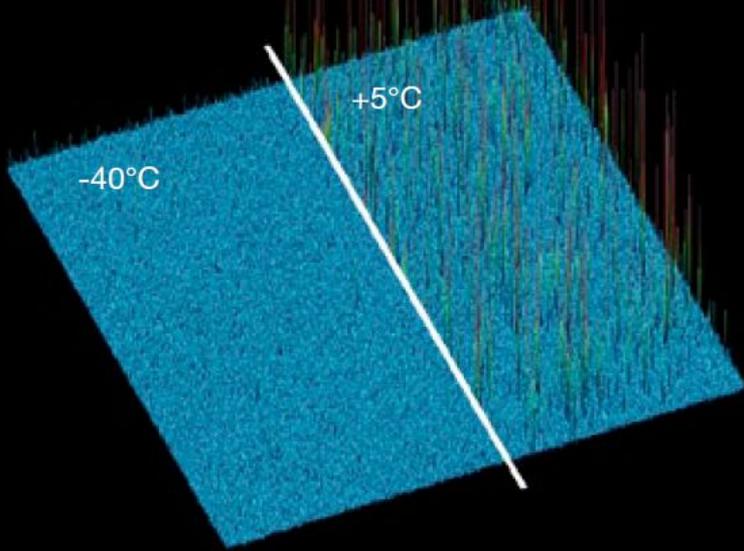
В настоящее время активно внедряется CMOS (complementary metal-oxide-semiconductor)-ТЕХНОЛОГИЯ

Ячейка CMOS-матрицы

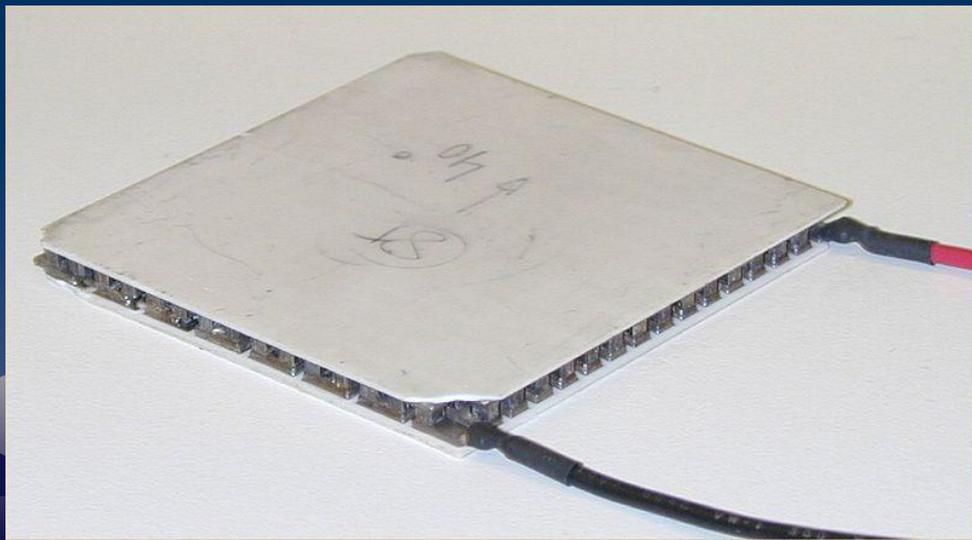
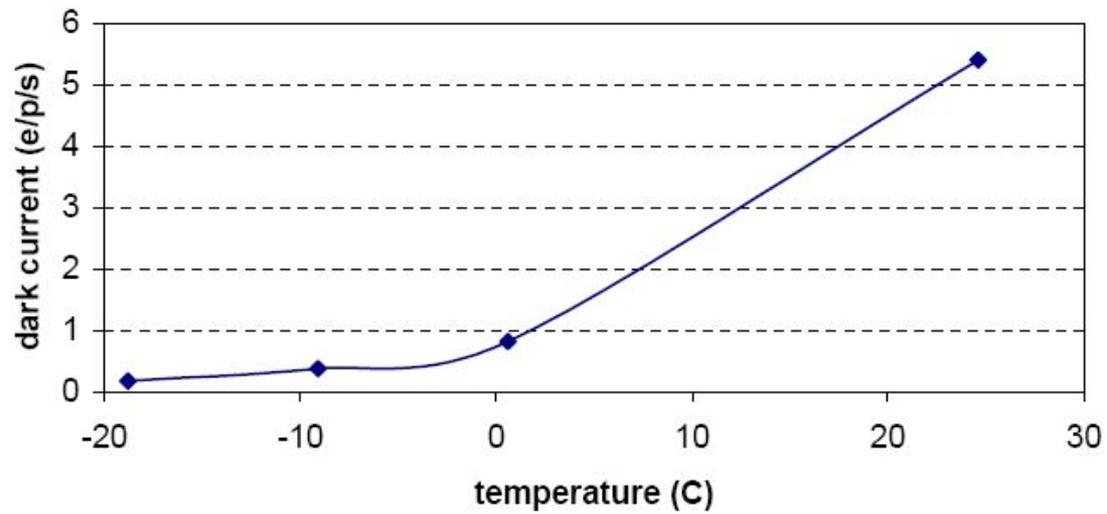


Зависимость теплового шума от температуры

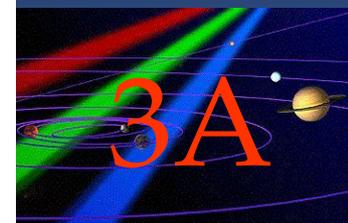
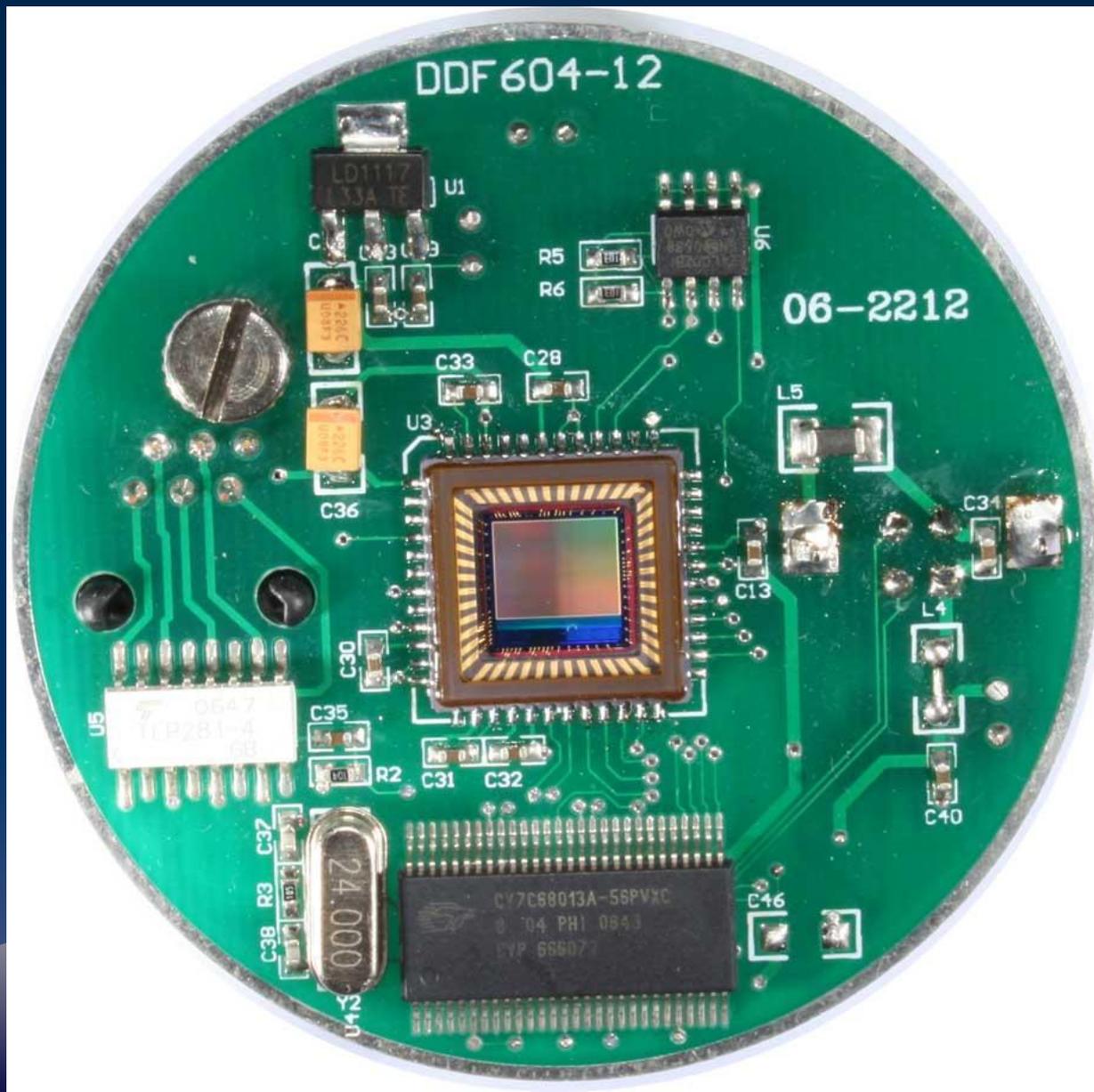
1 sec exposure



6.8- μm pixel dark current

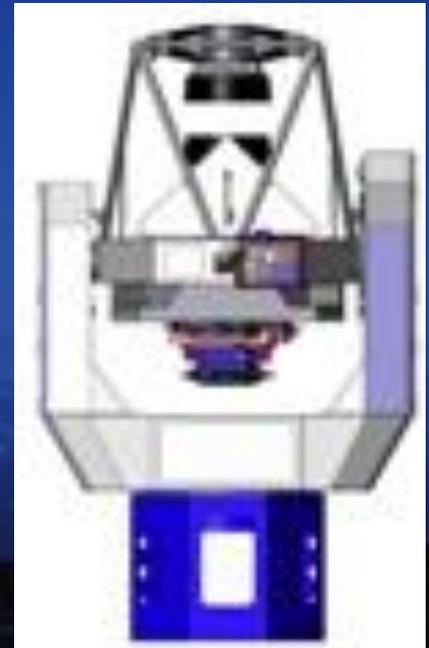
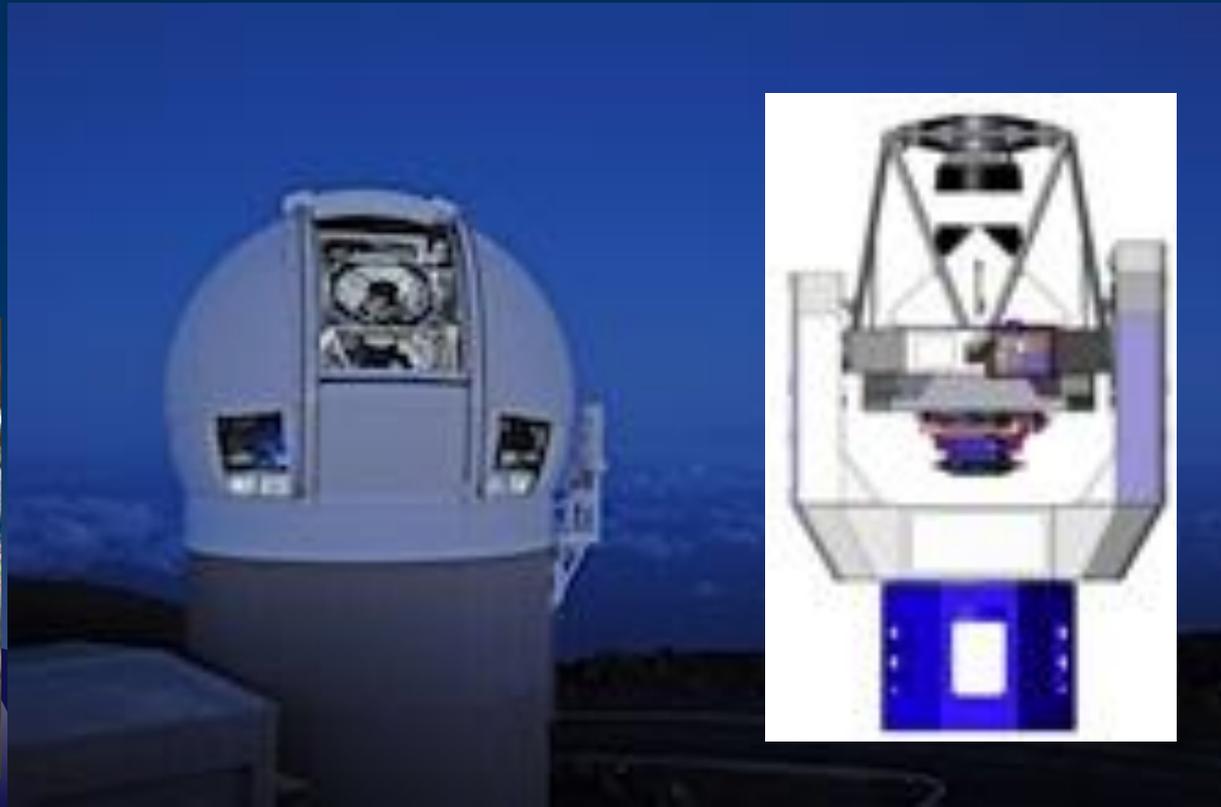
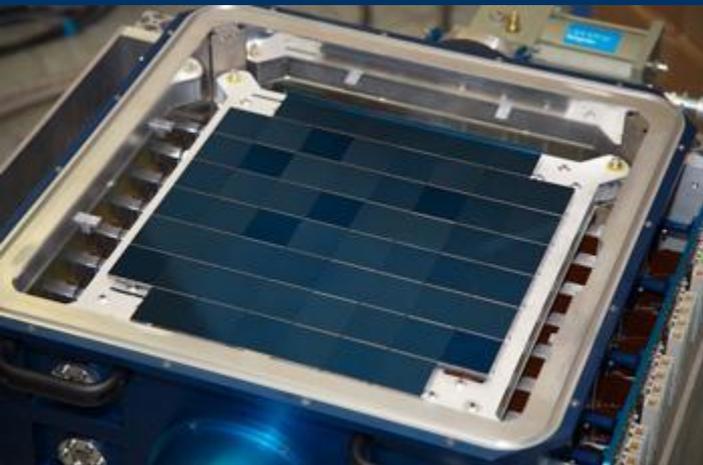
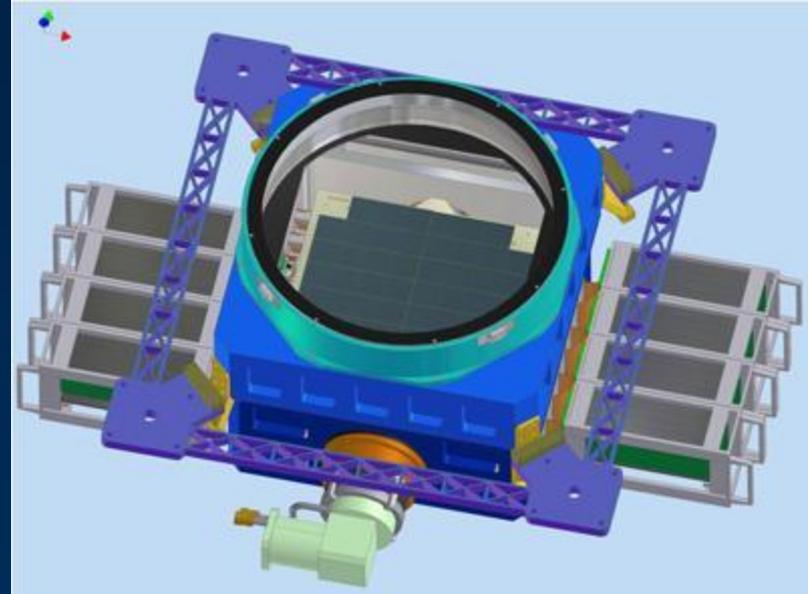


Установка матрицы на печатной плате

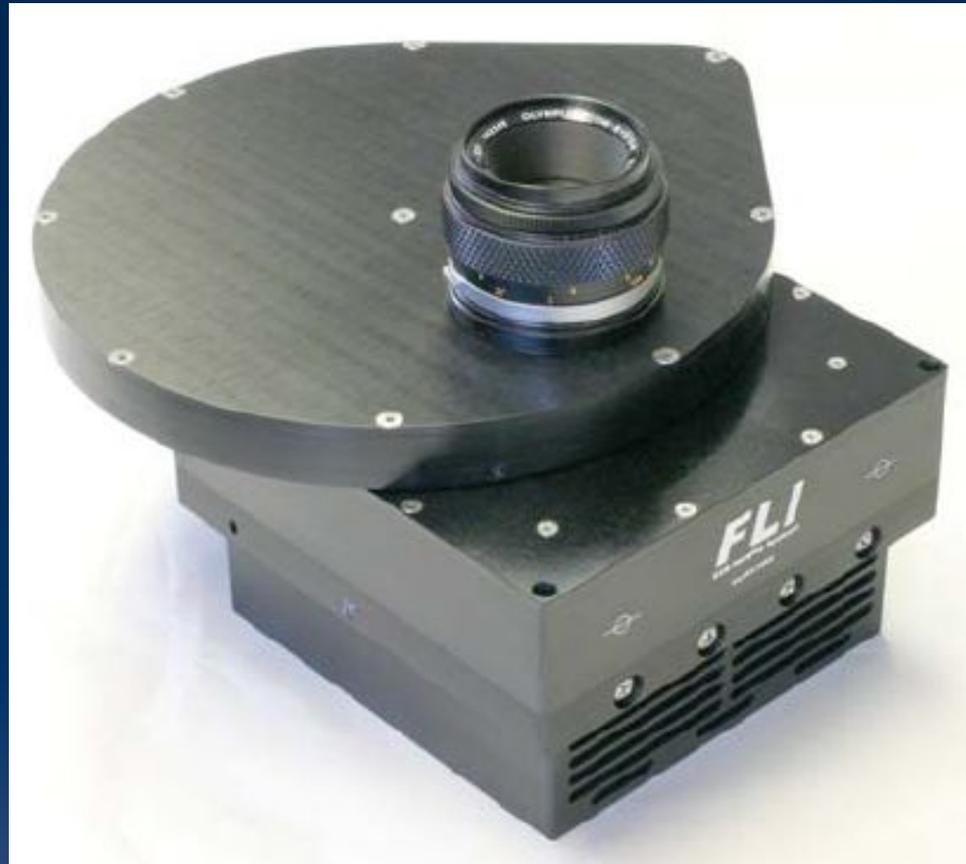


Матричные сборки

- 4 x 1.8 м телескопа на Гавайской обсерватории
- мозаичная камера (60 ПЗС)
- поле 3 x 3 град

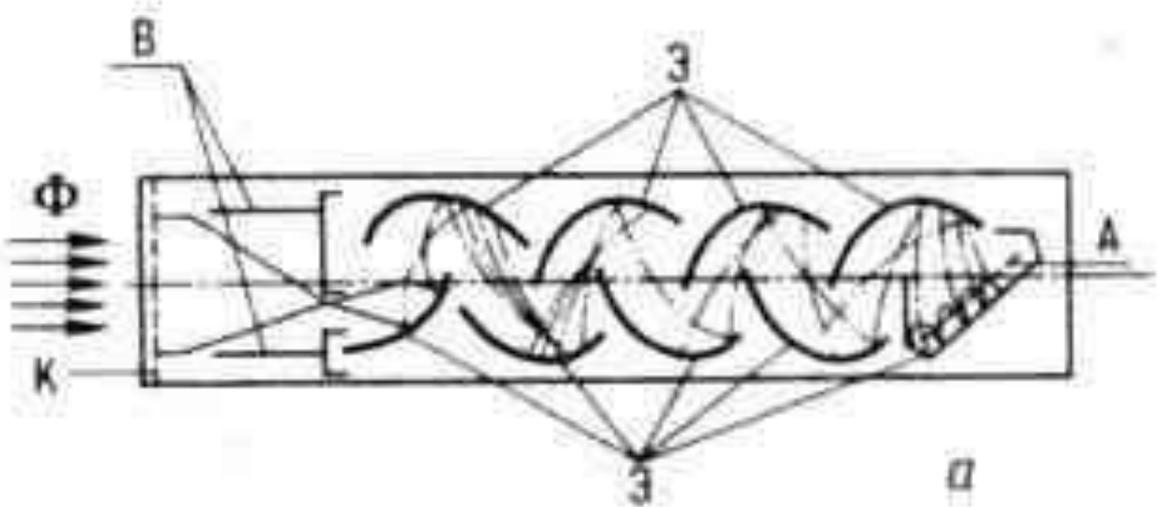


Примеры камер фирмы FLI

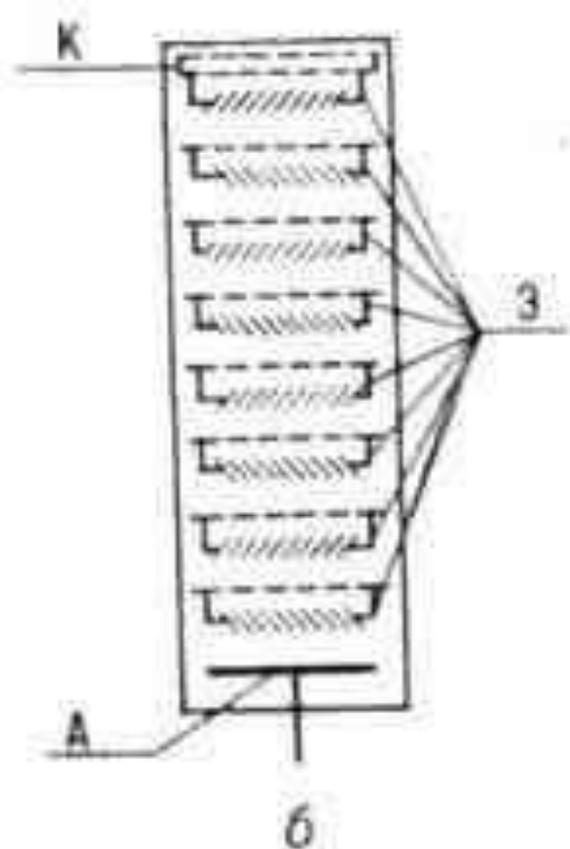


Фотоэлектронный умножитель (ФЭУ) - прибор, в котором фототок усиливается с помощью дополнительных электродов – динодов, которые эмитируют вторичные электроны (*вторичная электронная эмиссия*). ФЭУ состоит из **фотокатода**, эмитирующего поток электронов под действием света (фототок), электронно-оптической системы, создающей электростатическое поле, фокусирующее и собирающее электроны с фотокатода на вход умножительной системы (динодная умножительная система), обеспечивающей умножение электронов за счет вторичной электронной эмиссии, и анода - коллектора вторичных электронов. Фотокатод, диноды и анод помещены в стеклянный баллон с откачанным воздухом.



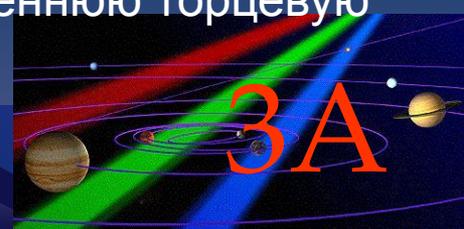


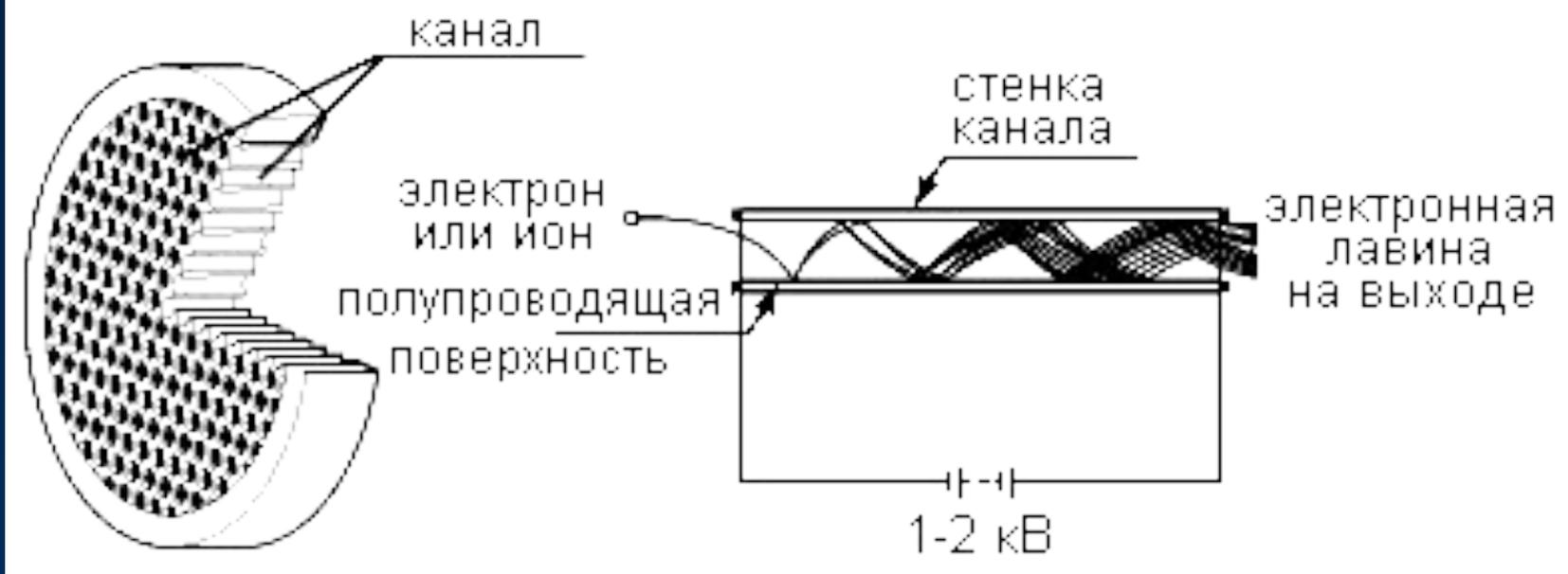
Если коэффициент вторичной электронной эмиссии динода, определяемый как среднее число вторичных электронов, выбиваемых одним первичным, равен δ и в электронном умножителе N динодов, то его внутреннее усиление равно $G = \delta^N$.



Схемы фотоэлектронных умножителей с линейными дискретными динодными системами: а-с корытообразными динодами; б-с жалюзийными динодами; Φ - световой поток; К - фотокатод; В - фокусирующие электроды входной камеры; Э - диноды; А - анод. Штрихпунктирными линиями изображены траектории электронов.

Наиболее распространены ФЭУ с полупрозрачным фотокатодом, нанесённым на внутреннюю торцевую поверхность стеклянного баллона.





Микроканальные пластинки (МКП)

- Микроканальные пластины – пластины из токопроводящего стекла толщиной 0,4-1 мм, пронизанных множеством (10^5 - 10^6) параллельных каналов диаметром 5-50 мкм и обеспечивающих коэф. усиления 10^4 - 10^8 . Материал МКП — свинцовосиликатные стекла (ССС).
- Благодаря специальному отжигу в водороде происходит термоводородное восстановление оксида свинца PbO до металлического состояния Pb . Восстановление происходит, преимущественно, в поверхностном слое стекла, благодаря чему стенки каналов приобретают необходимую электропроводность.



МКП используются для регистрации фотонов с энергией 0.15-3 кэВ. Обычно ставится 2 каскада, второй под углом 6 град к первому, между ними зазор – 38 мкм. Анодная сетка сделана из проволок диаметром 100 мкм с шагом 200 мкм. Они соединены с цепочкой резисторов по 10 кОм, каждая восьмая подключена к зарядочувствительному усилителю. Передняя поверхность МКП покрыта фторидом магния, чтобы повысить эффективность образования фотоэлектронов, составляющую около 10%. Благодаря зазору между пластинками импульс заряда, выходящий из второй пластины, размазывается по нескольким проволокам.



Для регистрации фотонов с энергией менее 1-20 кэВ применяются детекторы, использующие фотоэффект в газе или на поверхности твердого тела, так называемые **пропорциональные счётчики**. В таких приемниках амплитуда импульса тока (или полный собранный заряд) остаётся пропорциональной энергии, затраченной высокоэнергетичным фотоном на первичную ионизацию среды детектора (аргон). Таким образом, пропорциональный счётчик способен выполнять функции спектрометра.

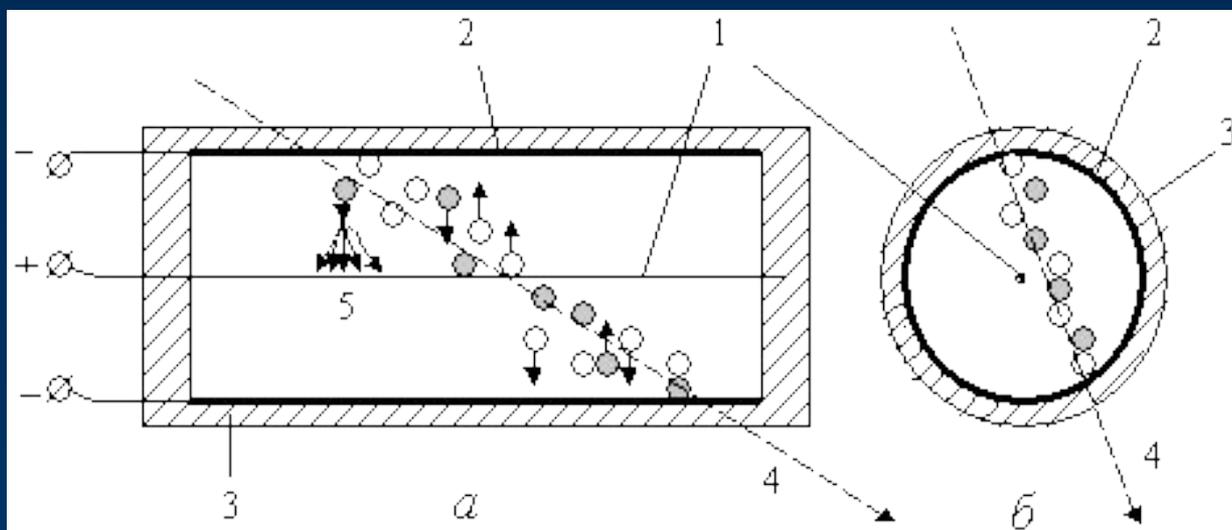
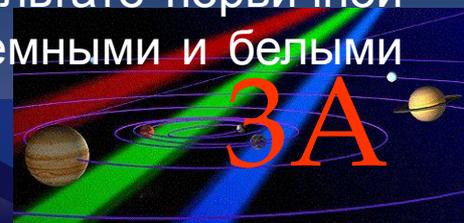
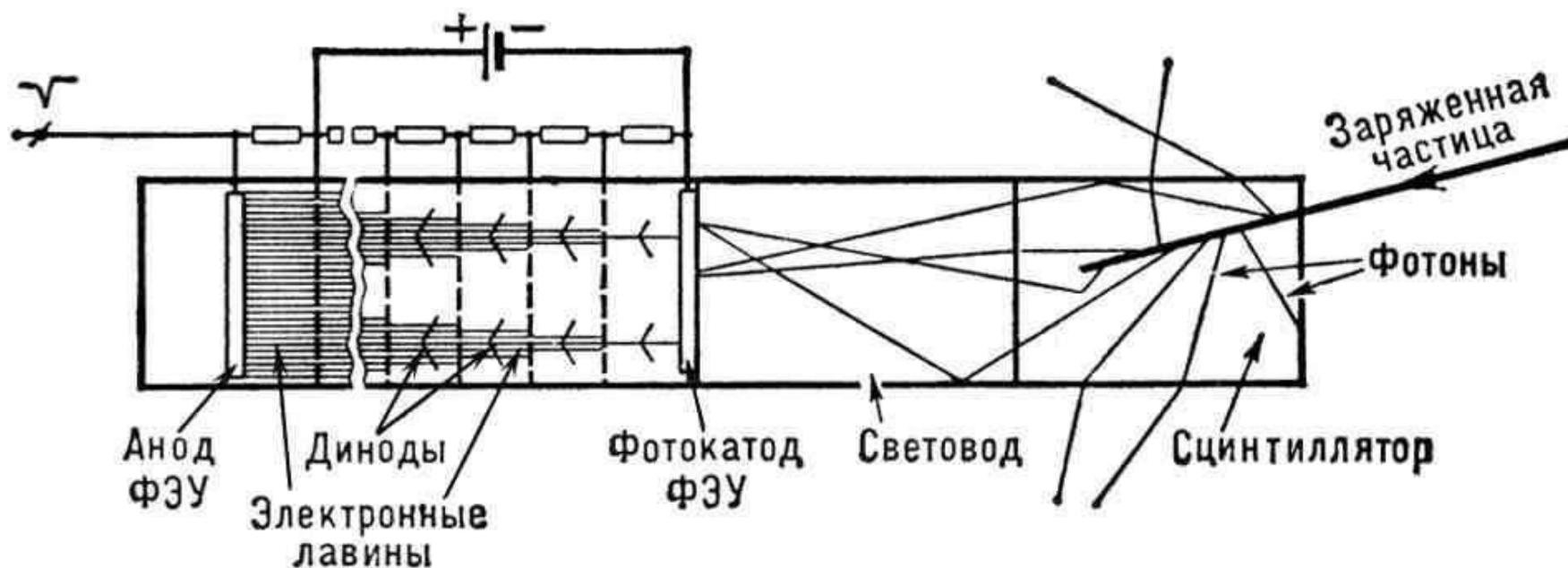


Схема пропорционального счётчика в продольном (а) и поперечном (б): 1 - нить-анод, 2 - цилиндрический катод, 3 - изолятор, 4 - траектория заряженной частицы, 5 - электронная лавина. Электроны и ионы, созданные в результате первичной ионизации атомов инертного газа, показаны соответственно темными и белыми кружочками.

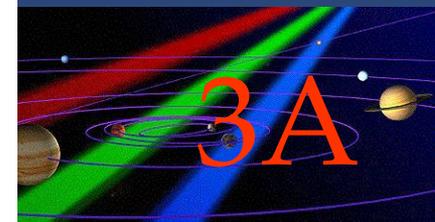
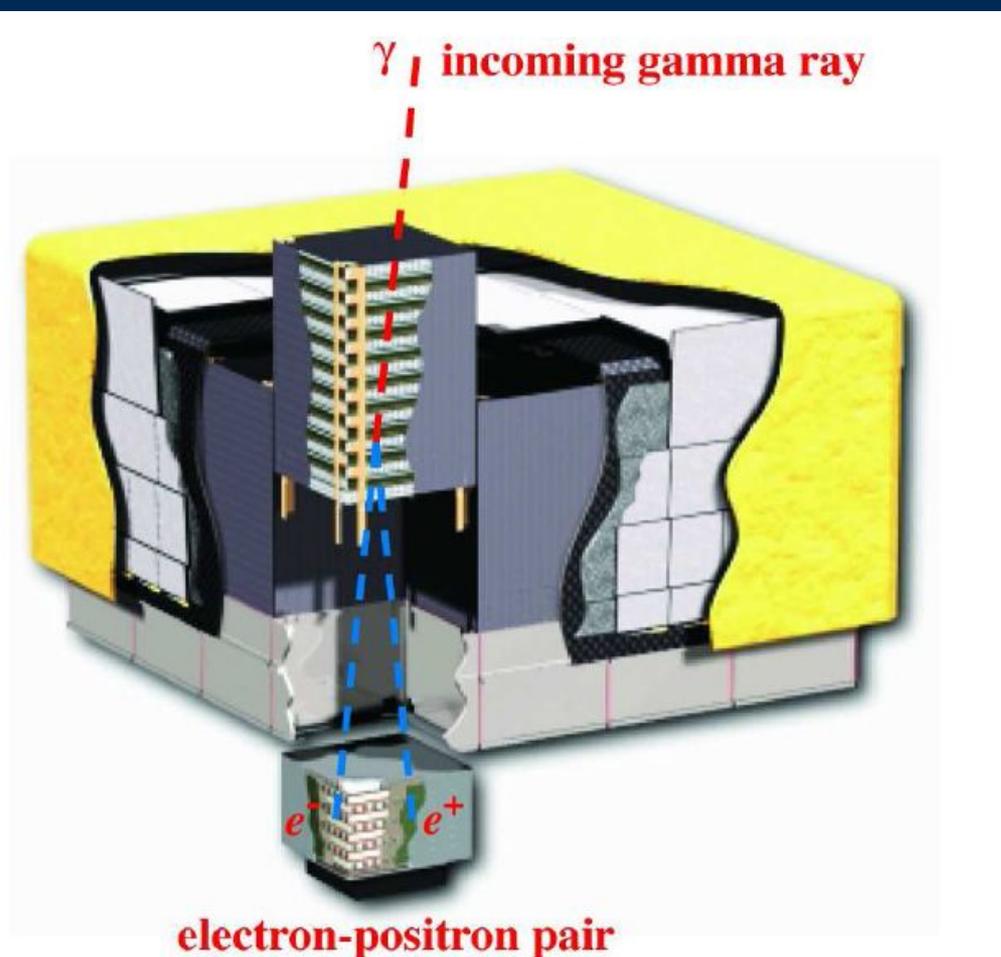


Для регистрации фотонов с энергией от 30 кэВ до 10 МэВ применяют **сцинтиляционные детекторы**, в качестве которых используют кристаллы NaI или CsI или сцинтилирующие органические пластмассы. Падающий фотон вызывает в сцинтилирующем веществе вспышку УФ- или видимого излучения, амплитуда которой в определенном спектральном диапазоне пропорциональна энергии поглощенного кванта. Импульсы видимого излучения регистрируются соответствующими приемниками.



Искровая камера – используется для регистрации энергий > 20 Мэв.

Искровая камера обычно представляет собой систему параллельных металлических электродов, между которыми размещаются вольфрамовые пластинки, а все пространство заполнено инертным газом. Высокоэнергетичные гамма-кванты рождают в кулоновском поле ядер вольфрама электрон-позитронные пары, которые ионизируют газ и вызывают разряд.



Приемники в ИК-диапазоне подразделяются на тепловые и фотонные.

Тепловые - излучение поглощается зачерненной поверхностью в результате чего повышается температура (повышается плотность фононов, что влияет на электрические свойства приемника).

Фотонные – на основе внутреннего фотоэффекта.

Эффективность работы приемников в ИК-диапазоне может быть выражена понятием шум - эквивалентной мощности (ШЭМ) или noise equivalent power (NEP).

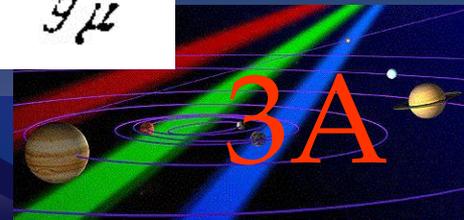
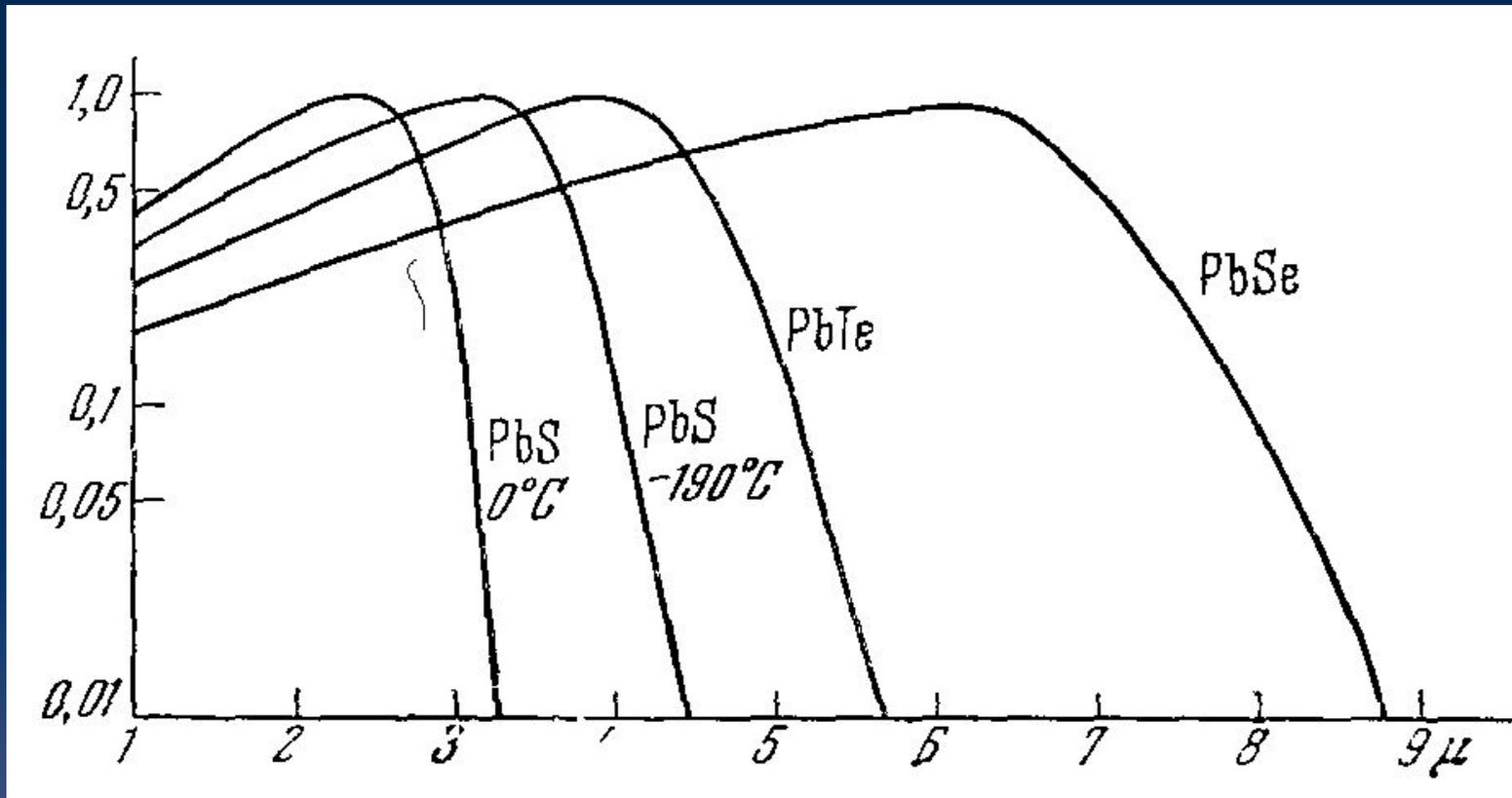
Это мощность приходящего излучения, порождающего в приемнике среднеквадратичное значение флуктуаций напряжения, равное среднеквадратичному значению собственных шумов, т.е. $S/N = 1$.

$$NEP = (2h\nu B/q)^{0,5} \quad [Вт \cdot Гц^{-0,5}]$$

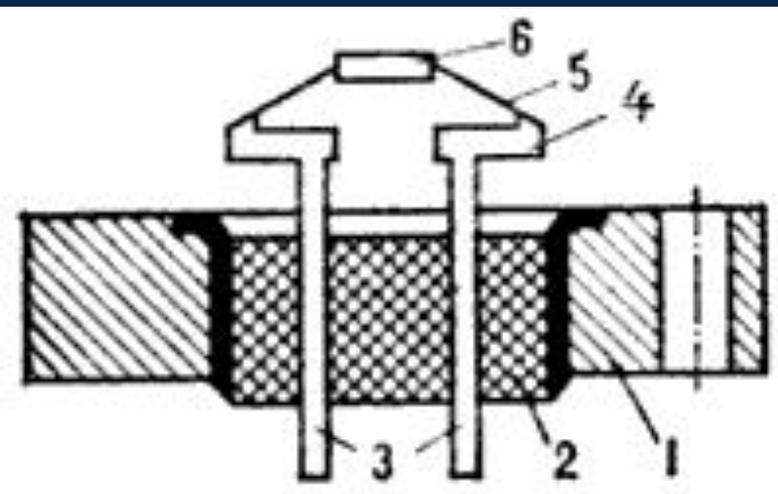
B - среднеквадратичная флуктуация мощности фонового излучения, q – квантовый выход приемника. Обратная величина этой мощности показывает способность приемника обнаруживать слабые сигналы.



ФОТОСОПРОТИВЛЕНИЕ — устройство для измерения потока энергии электромагнитного излучения, основанное на уменьшении его внутреннего сопротивления в результате нагрева при поглощении энергии измеряемого излучения. В качестве фотосопротивлений наиболее эффективны соединения SPb , TePb и SePb (0.8 - 8 мкм), а также InAs (1-3.1 мкм), InSb (4.2 – 5.5 мкм) и AuGe (5-8мкм), которые изготавливают путем осаждения на стекле или слюде.



БОЛОМЕТР — устройство для измерения потока ИК-излучения, основанное на изменении физических параметров термочувствительного элемента (повышения сопротивления) в результате его нагрева при поглощении энергии измеряемого излучения.

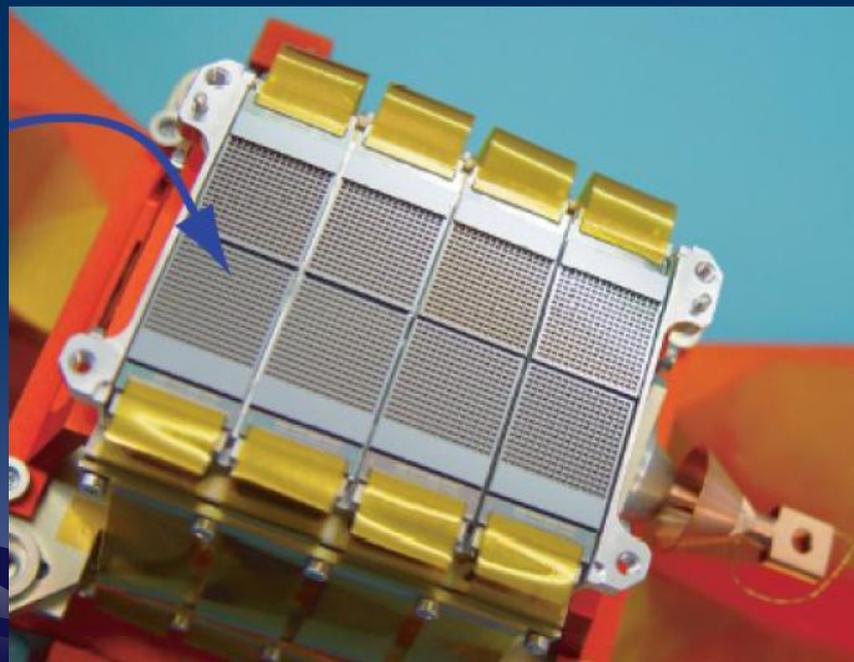


Чувствительный элемент 6 удерживается проволочками 5, припаянными к пластинам 4 на коваровых штырях 3. Последние изолированы стеклом (сапфир) 2 от медного кольца 1, имеющего температуру базы.

В качестве чувствительного элемента может быть германий, нитрид ниобия или соединения германий-галлий.

На сегодняшний день наиболее чувствительные болометры состоят из Ge:Ga и имеют $NEP = 10^{-18} - 10^{-19}$ Вт/Гц^{1/2}

Матрица болометров,
установленная на
телескопе HERSHEL



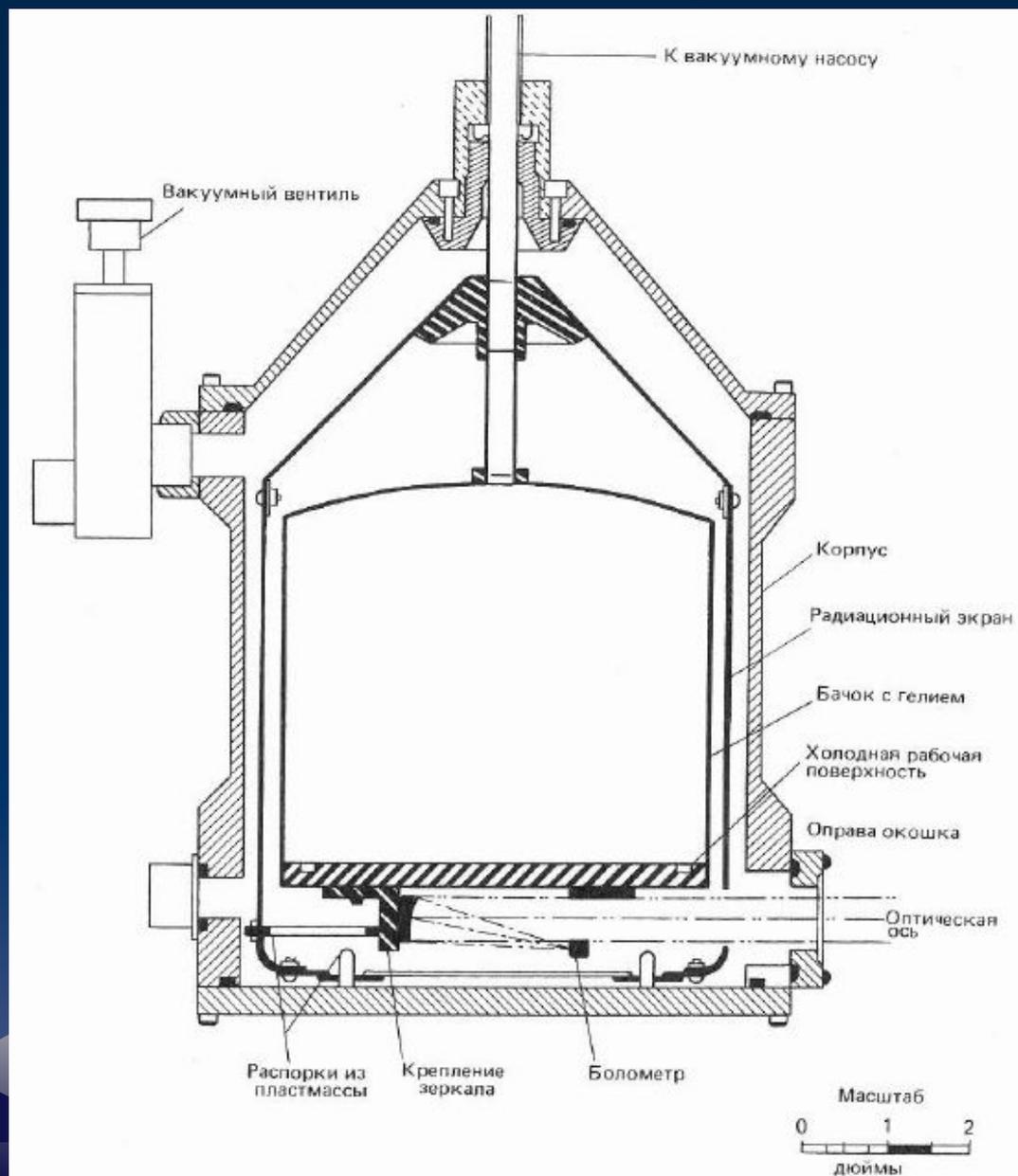
WISE

Parameter	Si:As Requirement	Si:As Predicted Performance	HgCdTe Requirement	HgCdTe Predicted Performance
FPA Format	1024 x 1024 pixels		1024 x 1024 pixels	
Operating Wavelengths	7.5 - 16.5 μm and 20 - 28 μm		2.8 - 3.8 μm and 4.1 - 5.2 μm	
Pixel Pitch	18 μm		18 μm	
Pixel Operability	>90%		> 90%	
Bad Pixel Clustering	No clusters of > 16 individual bad pixels		No clusters of > 16 individual bad pixels	
Read Noise for a single 7 sample operation	< 40 e rms	42 e rms (measured)	≤ 7 e rms	15 e rms (measured)
Dark Current @ operating temp	< 100 e/sec	< 5 e/sec (measured)	< 1 e/sec	
Mean Quantum Efficiency over 7.5 - 16.5 μm and 20-28 μm with AR coating	> 0.5	> 0.7	> 0.5	> 0.7
Well Capacity	> 10^5 e	> 10^5 e	> 10^5 e	> 10^5 e
Electrical Crosstalk	$\leq 1\%$	$\leq 1\%$	$\leq 1\%$	
Optical Crosstalk	$\leq 5\%$	$\leq 5\%$	$\leq 5\%$	
Array Readout Time	< 1.1 sec		< 1.1 sec	
Reset Time (includes read)	< 1.1 sec	Row reset - 2 msec	< 1.1 sec	
FPA Temperature	7.8 \pm 0.5 K	< 9 K	30 K	
Reference Pixels	≥ 4 pixel-wide band around active pixel area		≥ 4 pixel-wide band around active pixel area	
Heat Dissipation	< 4 mW each FPA including heat conduction through cables	< 3 mW each FPA	< 8 mW each FPA including heat conduction through cables	< 3 mW each FPA including heat conduction through cables



Все приемники ИК-диапазона подвержены влиянию фонового излучения, поступающего от окружающих предметов (собственное излучение телескопа и аппаратуры). Оно максимально на длине волны около 9 мкм. Поэтому ИК-приемники необходимо охлаждать и изолировать от этого излучения.

Приемник помещается в специальный термостат, а охлаждение осуществляется различными веществами, от твердой углекислоты (-78 С) до жидкого He (1.8 К).



Спектральные аппараты

Призменный спектрограф

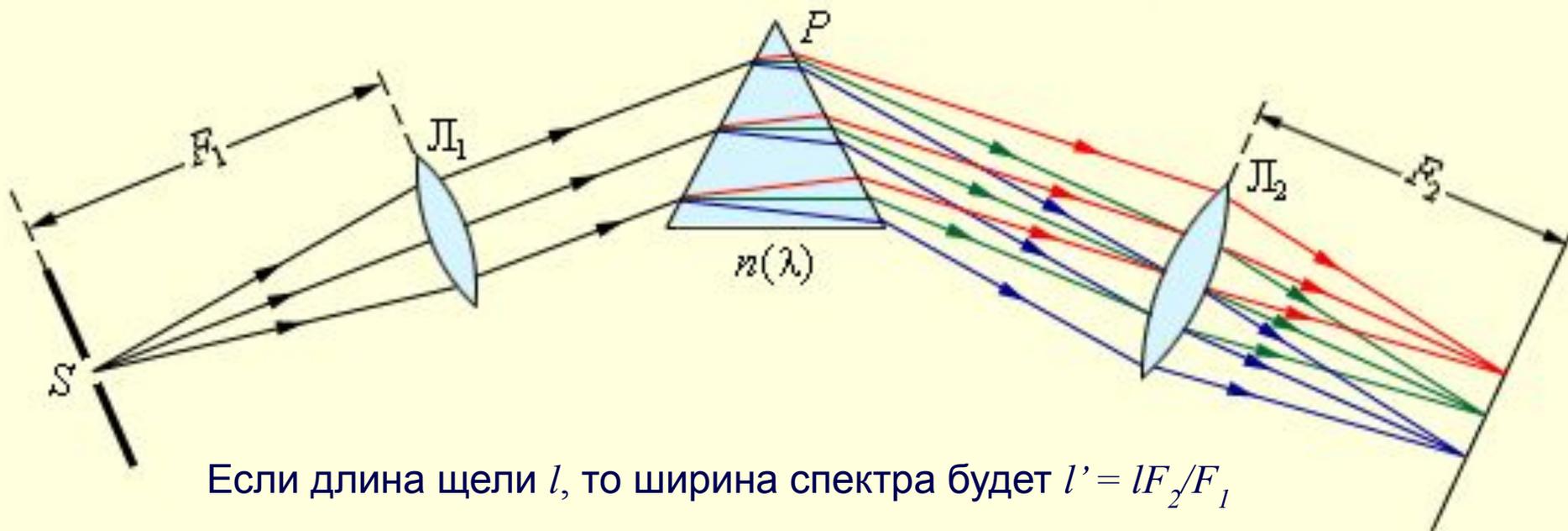
$$\frac{d\theta}{d\lambda} = - \frac{2 \sin\left(\frac{\alpha}{2}\right)}{\sqrt{1 - n^2 \sin^2\left(\frac{\alpha}{2}\right)}} \frac{c}{(\lambda - \lambda_0)^2}$$

$$\frac{ds}{d\lambda} = \pm \frac{2 \sin\left(\frac{\alpha}{2}\right)}{\sqrt{1 - n^2 \sin^2\left(\frac{\alpha}{2}\right)}} \frac{c}{(\lambda - \lambda_0)^2} F_2$$

Измеряется в мм/Å

$$\frac{dn}{d\lambda} = - \frac{c}{(\lambda - \lambda_0)^2}$$

$$R' = \frac{\lambda}{\delta\lambda} = b \frac{\delta n}{\delta\lambda}$$



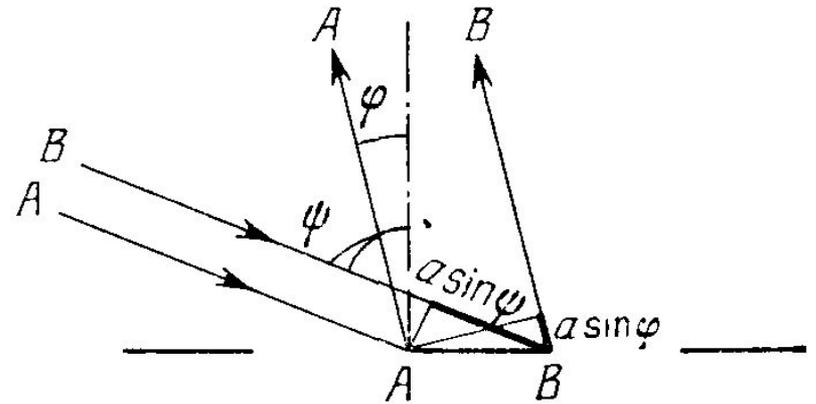
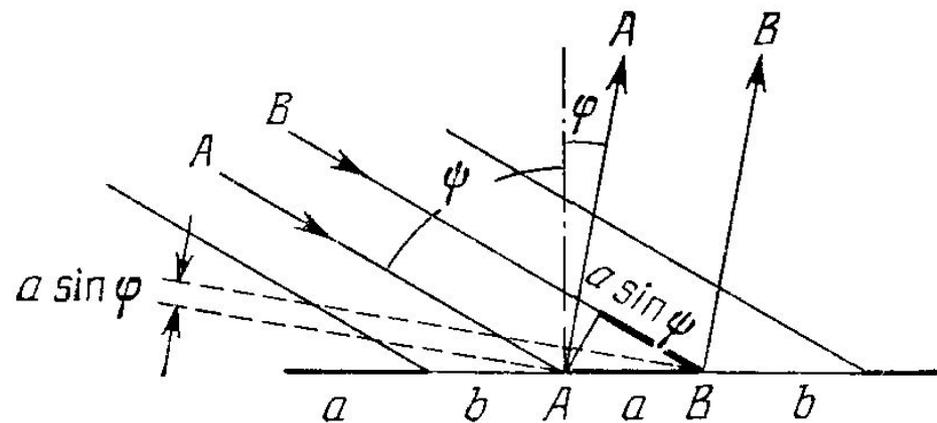
Если длина щели l , то ширина спектра будет $l' = lF_2/F_1$

Дифракционные спектрографы

$$(a + b) (\sin \varphi + \sin \psi) = \pm m\lambda.$$

$$(a + b) \cos \varphi d\varphi = \pm m d\lambda,$$

$$\frac{d\varphi}{d\lambda} = \pm \frac{m}{a + b} \sec \varphi.$$



В нашем случае $\sec \varphi \approx 1$; обозначая постоянную решетки $\frac{1}{a + b}$ через C мм^{-1} , будем иметь

$$\frac{d\varphi}{d\lambda} = \pm mC \cdot 10^{-7} \text{рад}/\text{\AA}.$$

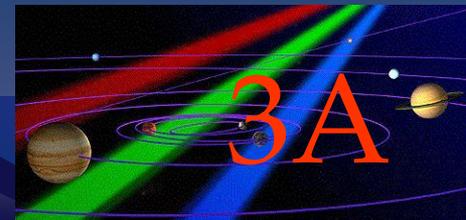
$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = mN,$$

$$\frac{dS}{d\lambda} = mCF \times 10^{-7} \frac{\text{мм}}{\text{\AA}}$$

- Величина доплеровского смещения $\Delta\lambda = \lambda_1 - \lambda$ определится из формулы

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}$$

- Предполагается, что источник света и наблюдатель движутся по линии, их соединяющей. В общем случае они могут двигаться произвольно. Тогда эффект Доплера будет определяться проекцией скорости их относительного движения на линию, их соединяющую, это – так называемая лучевая скорость или радиальная скорость.



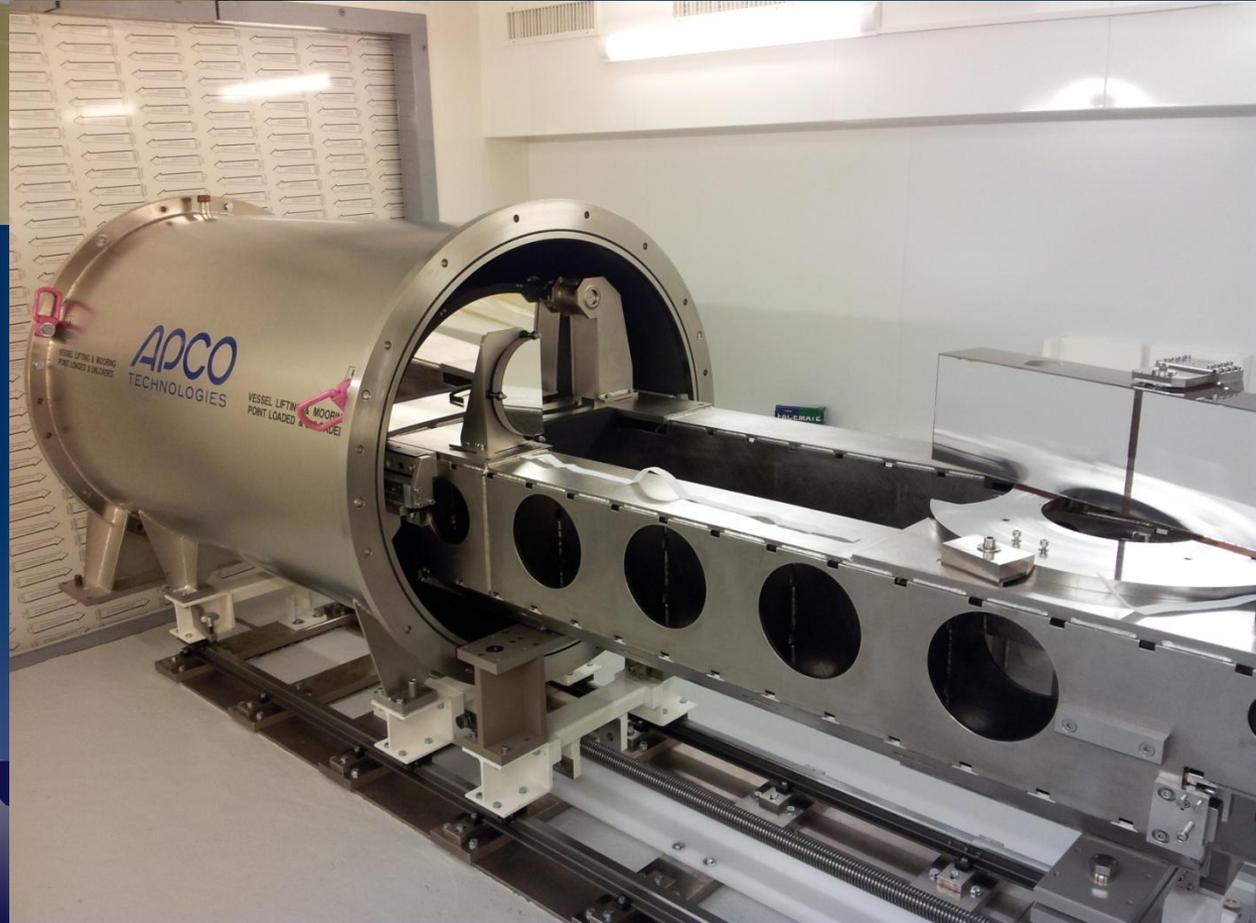
High Accuracy Radial velocity Planet Searcher (HARPS) —

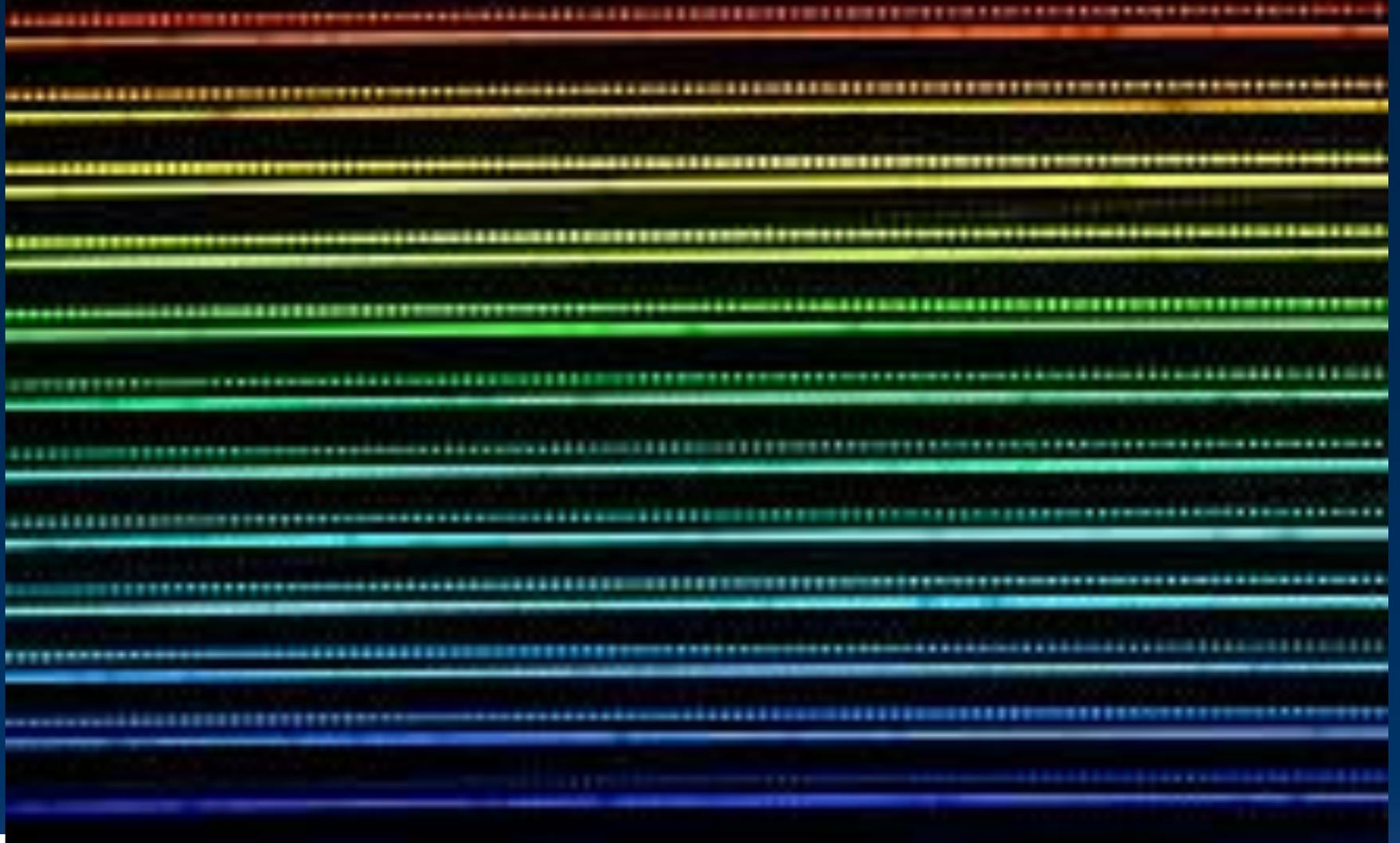
высокоточный эшелле спектрограф, установленный в 2002 году на 3.6 м телескопе в обсерватории Ла-Силья в Чили. «Первый свет» был получен в феврале 2003 г. Это спектрограф предназначен для измерения лучевых скоростей и поиска экзопланет.

Точность лучевых скоростей при измерении HARPS достигает 0.97 м/с (3.5 км/ч). Это один из двух инструментов в мире действующих с такой точностью. Высокая точность достигается благодаря тому, что свет от звезды и Торий-Аргонной калибровочной лампы наблюдаются одновременно с использованием двух пучков оптоволоконка. Беспрецедентной точности также способствуют высокая механическая и температурная стабильность спектрографа. Для этого спектрограф помещён в вакуумную камеру в Кудэ комнате телескопа, температура в которой сохраняется с точностью до 0.01 °С.



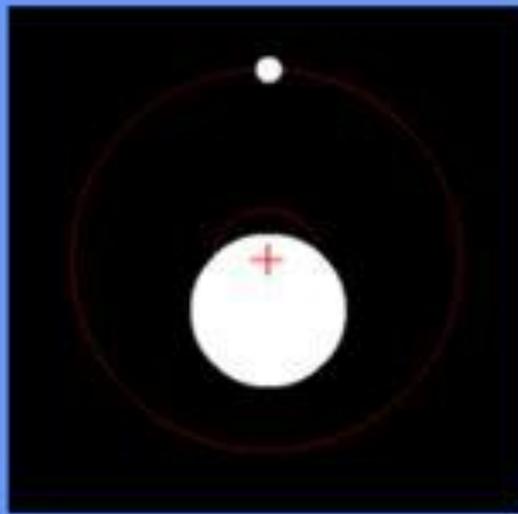
HARPS





- Часть спектра звезды, полученной с HARPS. Сплошные линии соответствуют свету от звезды, темные линии, соответствуют линиям поглощения химических элементов звезды. Яркие пятна, равномерно расположенные чуть выше, сплошные линии спектра лазера, используемого для сравнения.

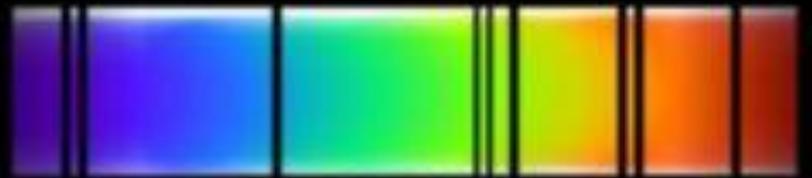




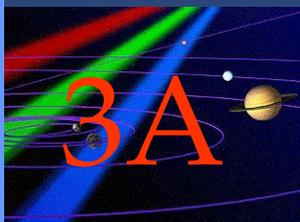
Unshifted Spectrum



Redshifted



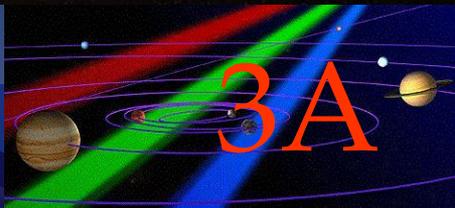
Blueshifted



Sun

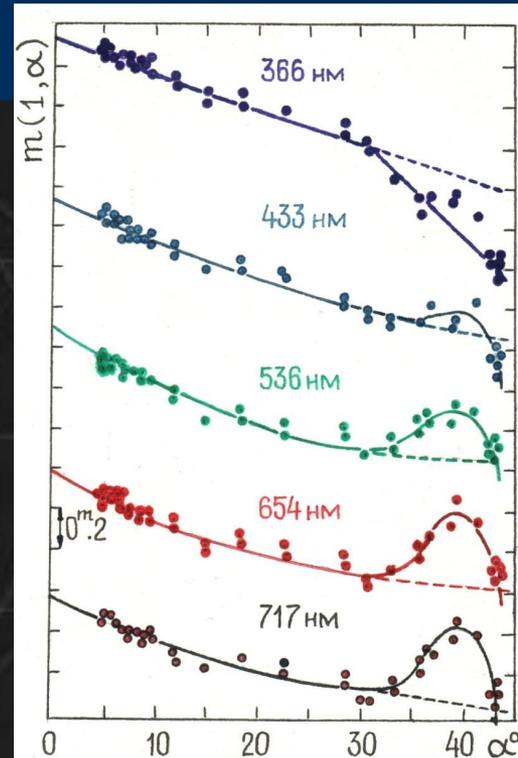
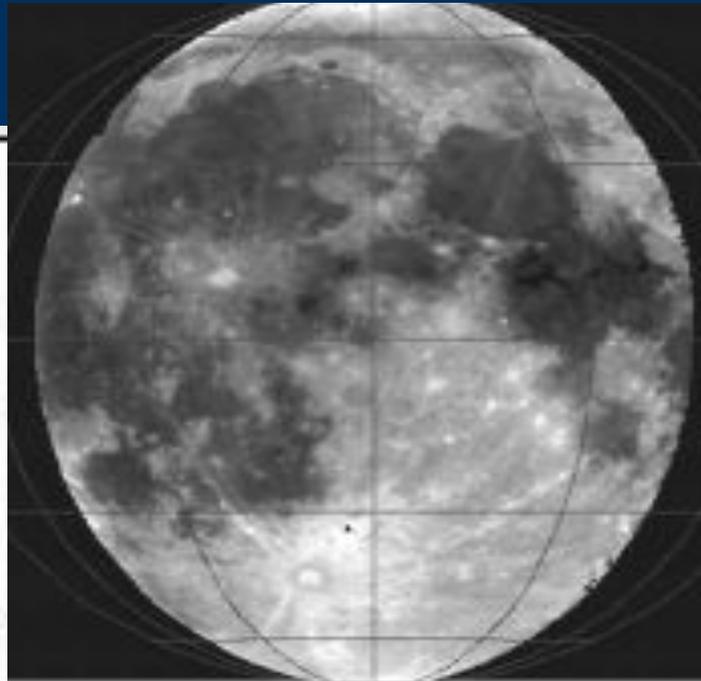
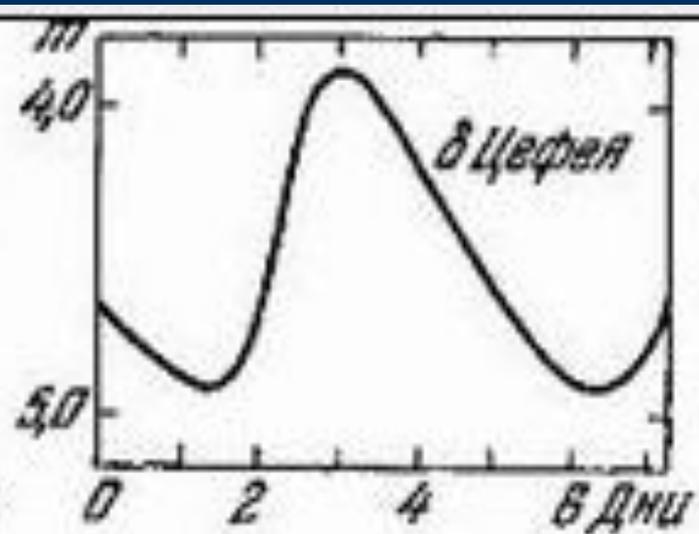
Alpha Centauri B

Alpha Centauri A



Методы: Фотометрия

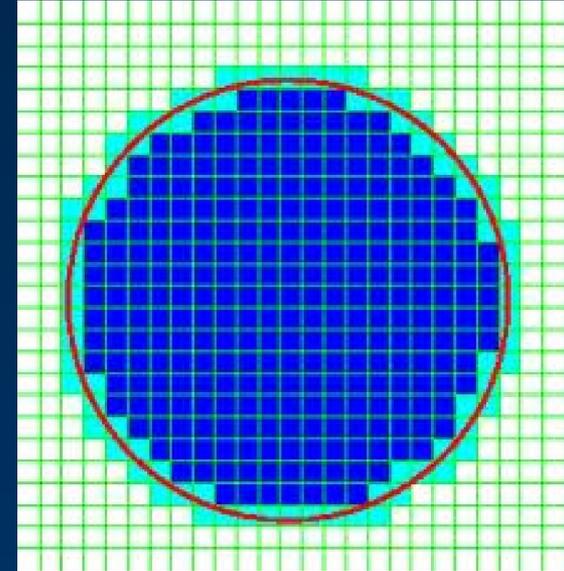
1. Определение фотометрических систем.
2. Оценка блеска звезд в различных полосах. Создание фундаментального каталога фотометрических стандартов.
3. Построение распределений блеска, показателей цвета и других параметров для отдельных тел и протяженных объектов.
4. Получение кривых блеска различных объектов.
5. Получение фазовых зависимостей блеска для планетных тел.



Определение апертурной фотометрии

• Апертурная фотометрия представляет собой выделение центральной части объекта при помощи диафрагмы (апертуры), обычно круглой формы, и подсчет общей интенсивности по всем пикселям, которые попадают в диафрагму.

• В случае круговой апертуры её площадь будет равна сумме числа пикселей внутри апертуры. При относительно больших радиусах учитывать нецелые пиксели не обязательно, но с уменьшением радиуса апертуры ошибка растёт, и поэтому применяются методы и алгоритмы, учитывающие также и пиксели на границе.

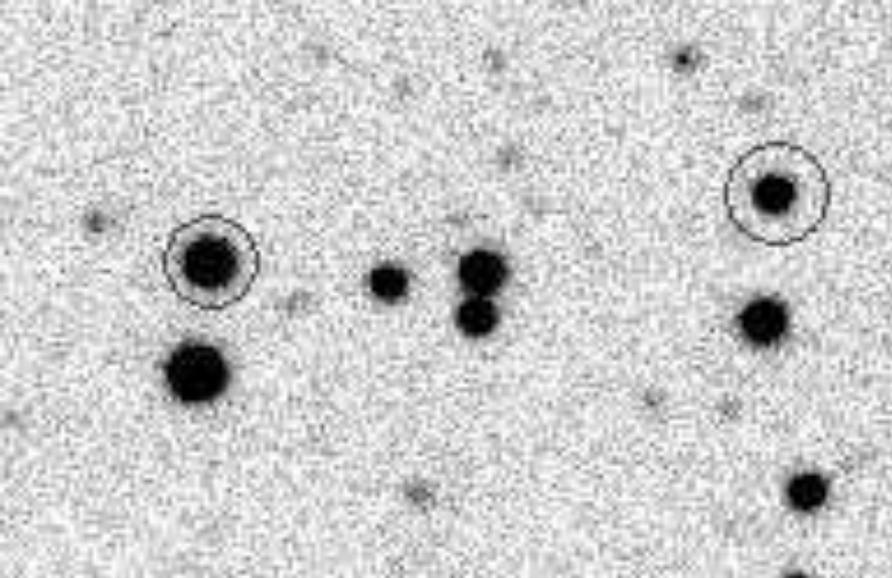


○ Поскольку в общую интенсивность от объекта добавляется фон неба, последний необходимо вычесть, измерив значение фона возле объекта. То есть, общая интенсивность от объекта за экспозицию будет:

$$N_o = N - kN_{\Phi}$$

○ где N – интенсивность объекта вместе с фоном, N_{Φ} – среднее значение фона в пикселе, k – количество пикселей, которые вырезает диафрагма.

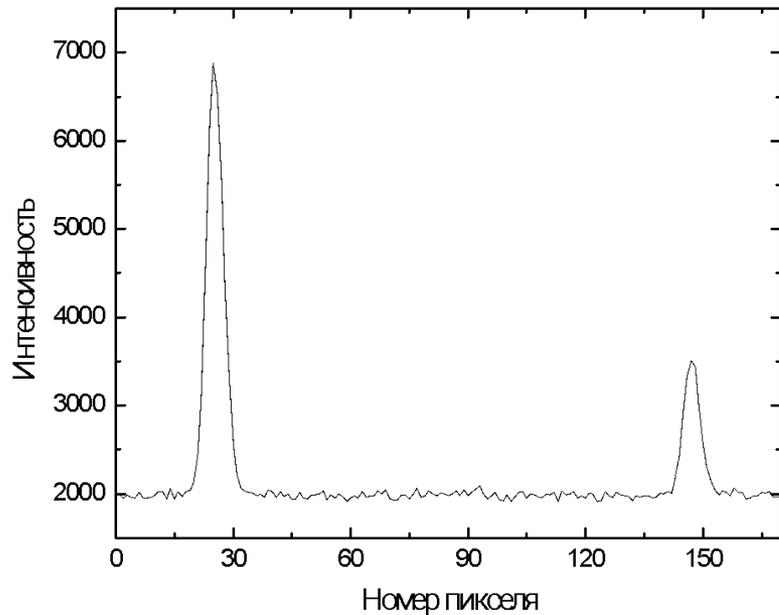




Критерием точности апертурной фотометрии есть отношение сигнала к шуму SNR (Signal to Noise Ratio).

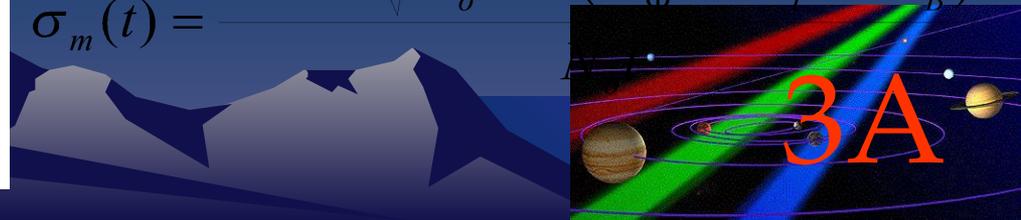
$$SNR(t) = \frac{N_o t}{\sqrt{N_o t + k(N_\Phi t + N_t t + N_B^2)}}$$

где: N_t – значение темнового отсчета в пределах одного пикселя за единицу времени, N_B – шум считывания в пределах одного пикселя.

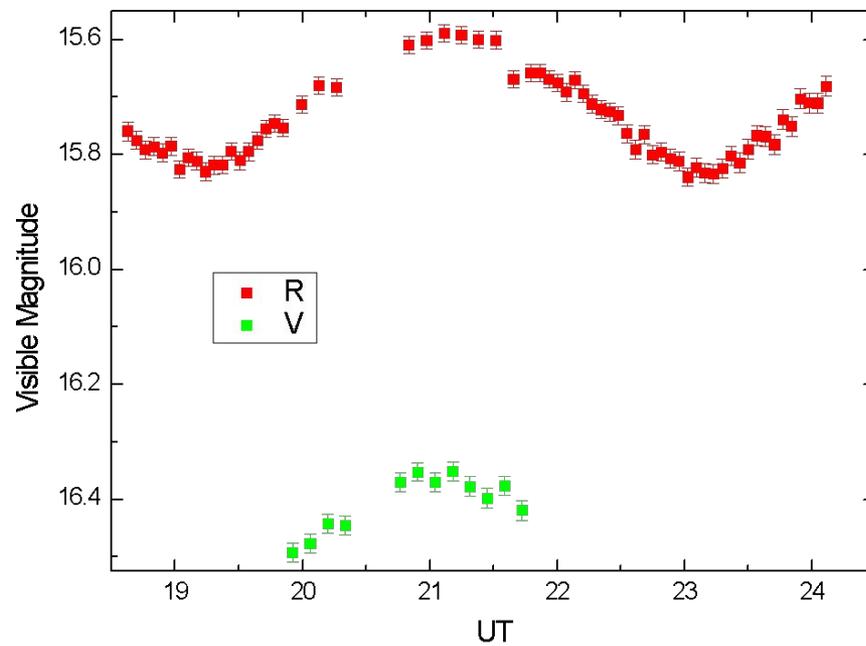
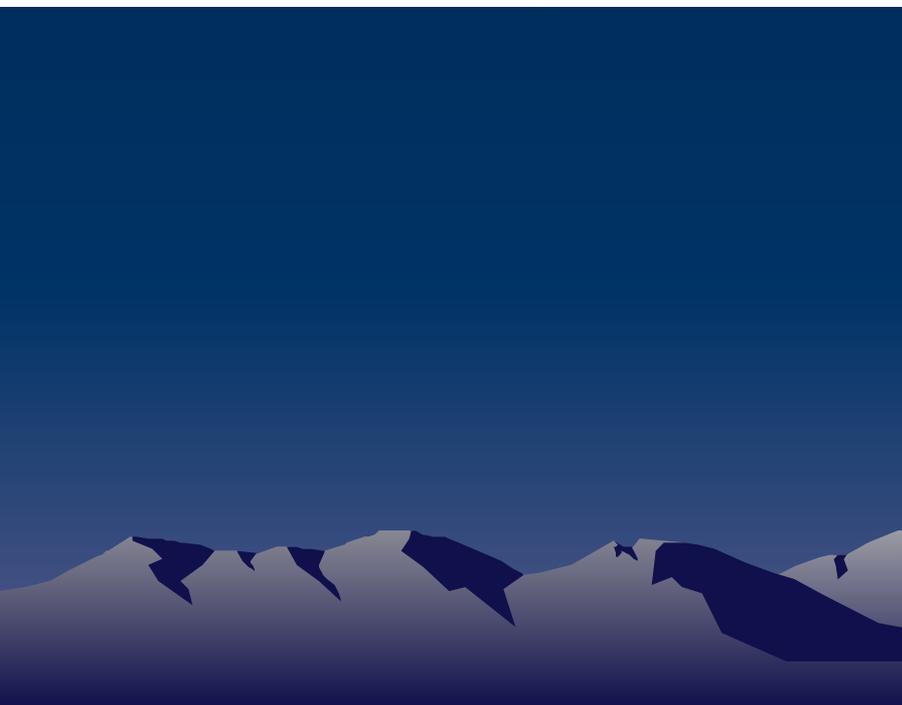
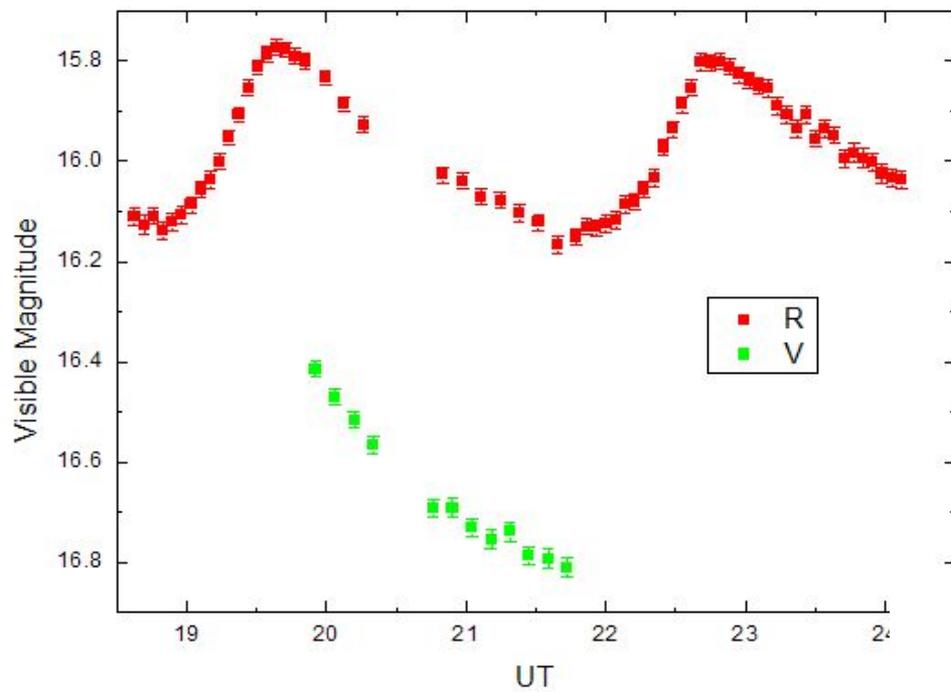


При переходе к шкале звёздных величин, ошибка измерения звёздной величины будет равна:

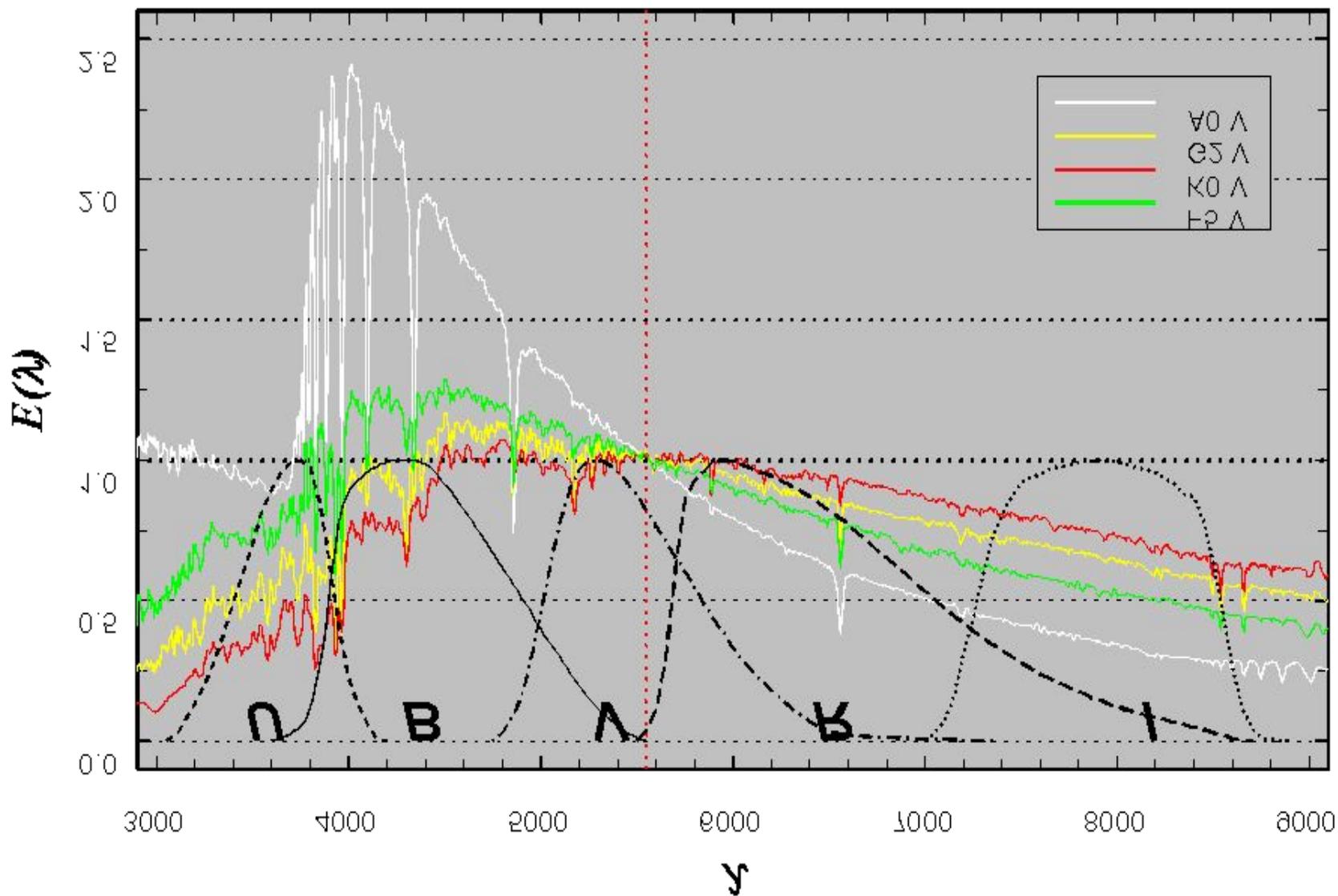
$$\sigma_m(t) = \frac{1.086 \cdot \sqrt{N_o t + k(N_\Phi t + N_t t + N_B^2)}}{N_o t}$$



Результаты



Распределение энергии в спектре звезды и полосы пропускания фильтров

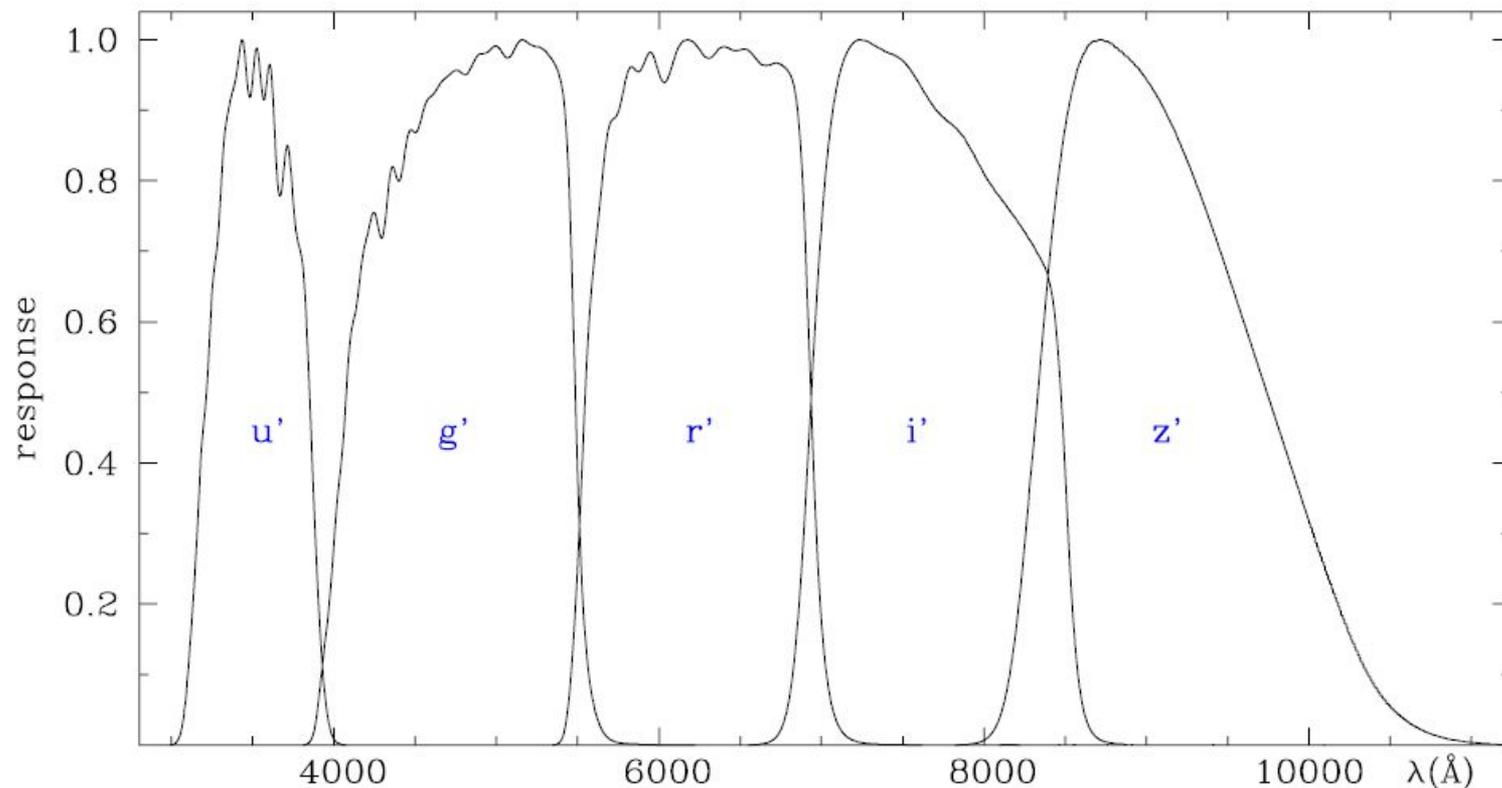


Система Слоановского обзора SDSS (1996)

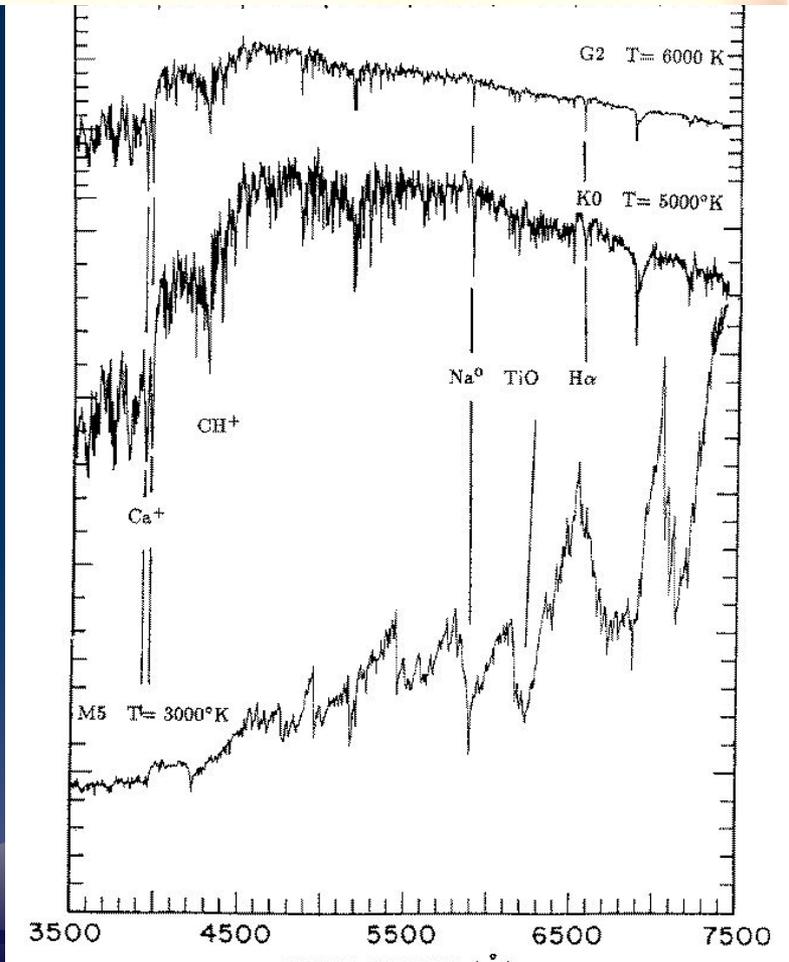
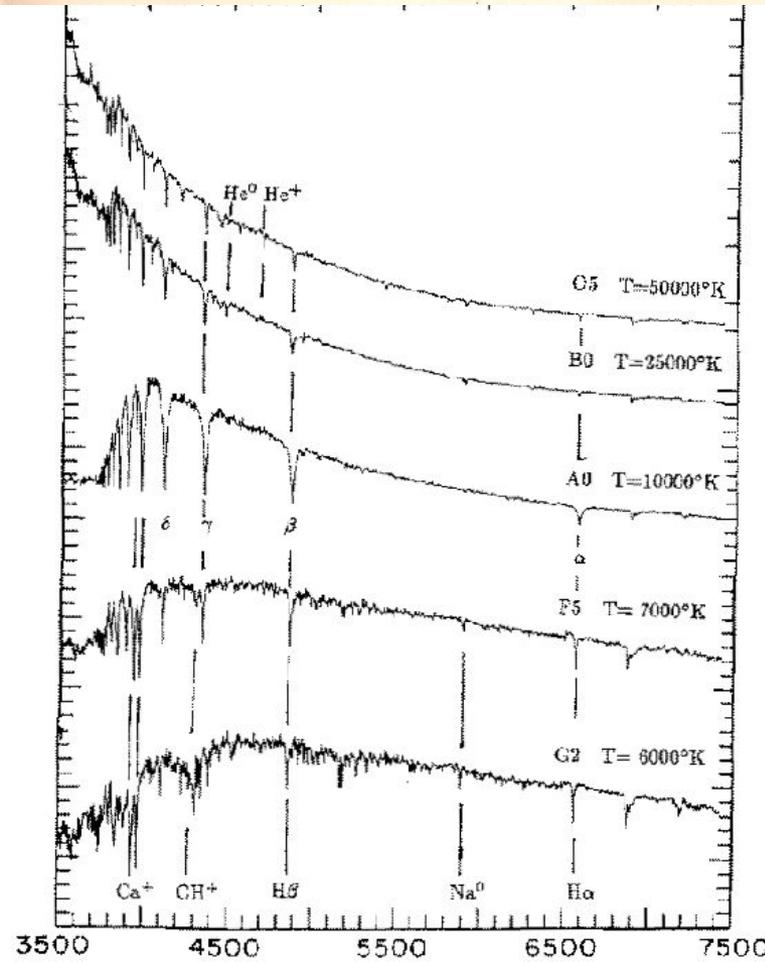
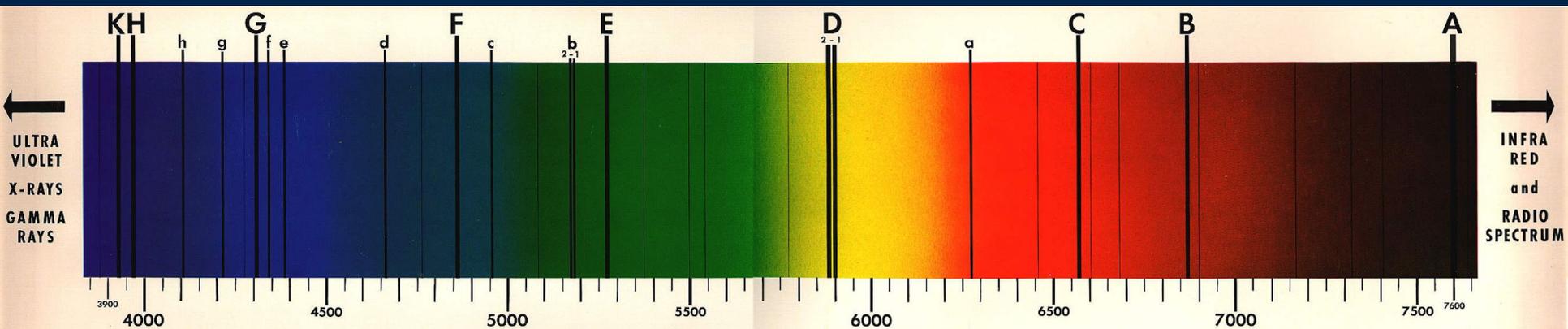
BANDS DESCRIPTION [109]

band	filter	coating	λ_{eff} (Å) (#)	FWHM (Å) (#)
u'	1mm UG11 + 1mm BG38 + 3mm quartz	suppresses 6600-8200 Å	3557 3522	599 634
g'	2mm GG400 + 3mm BG38	short-pass coating cut off λ 5500 Å	4825 4803	1379 1409
r'	4mm OG550 + 1mm BK7	short-pass coating cut off λ 7000 Å	6261 6254	1382 1388
i'	4mm RG695 + 1mm BK7	short-pass coating cut off λ 8500 Å	7672 7668	1535 1535
z'	4mm RG830 + 1mm BK7		9097 9114	1370 1409

(#) left-side values comprise atmospheric extinction, those at right not.



Методы: Спектрофотометрия



Фотометрия спектральных линий

Фотометрическим профилем спектральной линии называется численное или графическое выражение распределения интенсивности внутри спектральной линии в зависимости от длины волны или частоты.

Наиболее удобно выразить интенсивность внутри спектральной линии в долях интенсивности соседнего места непрерывного спектра.

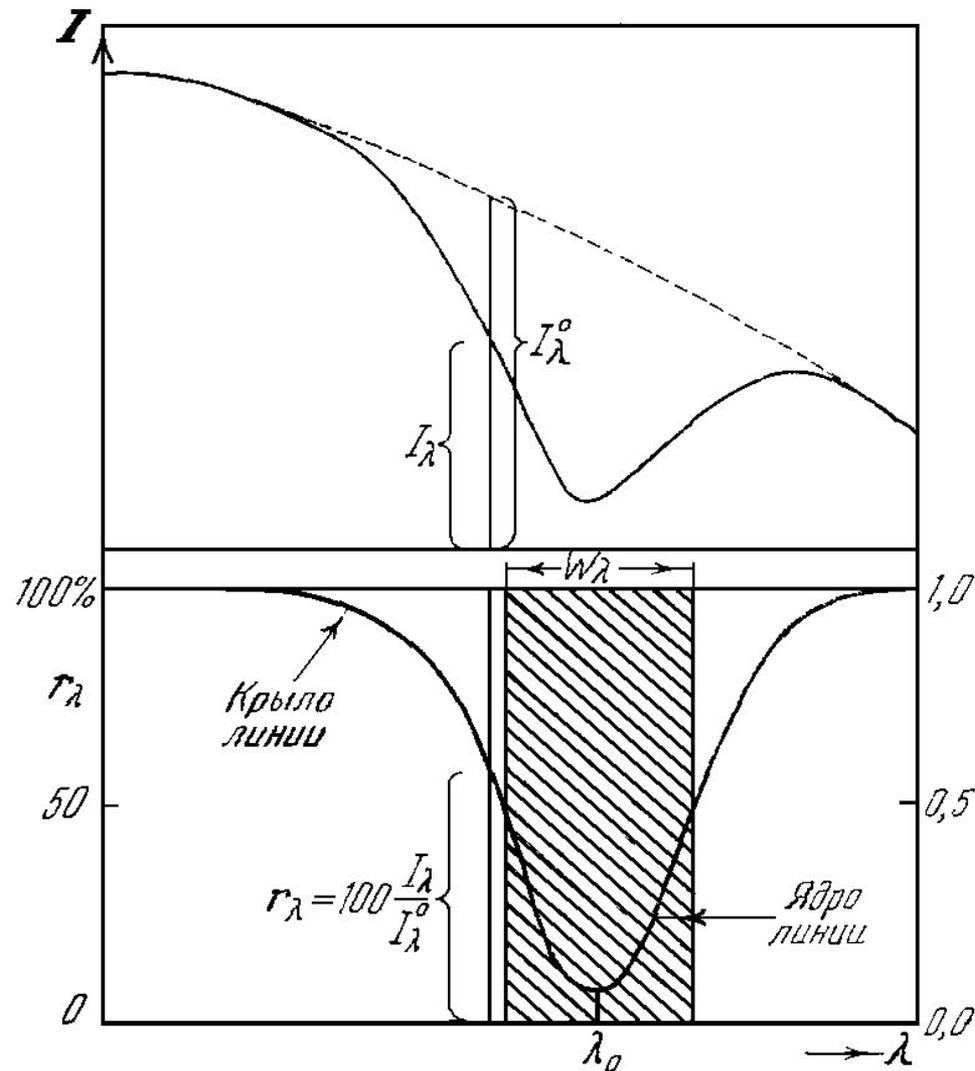
Такая величина называется остаточной интенсивностью.:

$$r_{\lambda} = I_{\lambda} / I_{\lambda}^0$$

Площадь профиля линии, находящаяся ниже непрерывного спектра, называется эквивалентной шириной спектральной линии.

$$W_{\lambda} = \int_0^{\infty} (1 - r_{\lambda}) d\lambda,$$

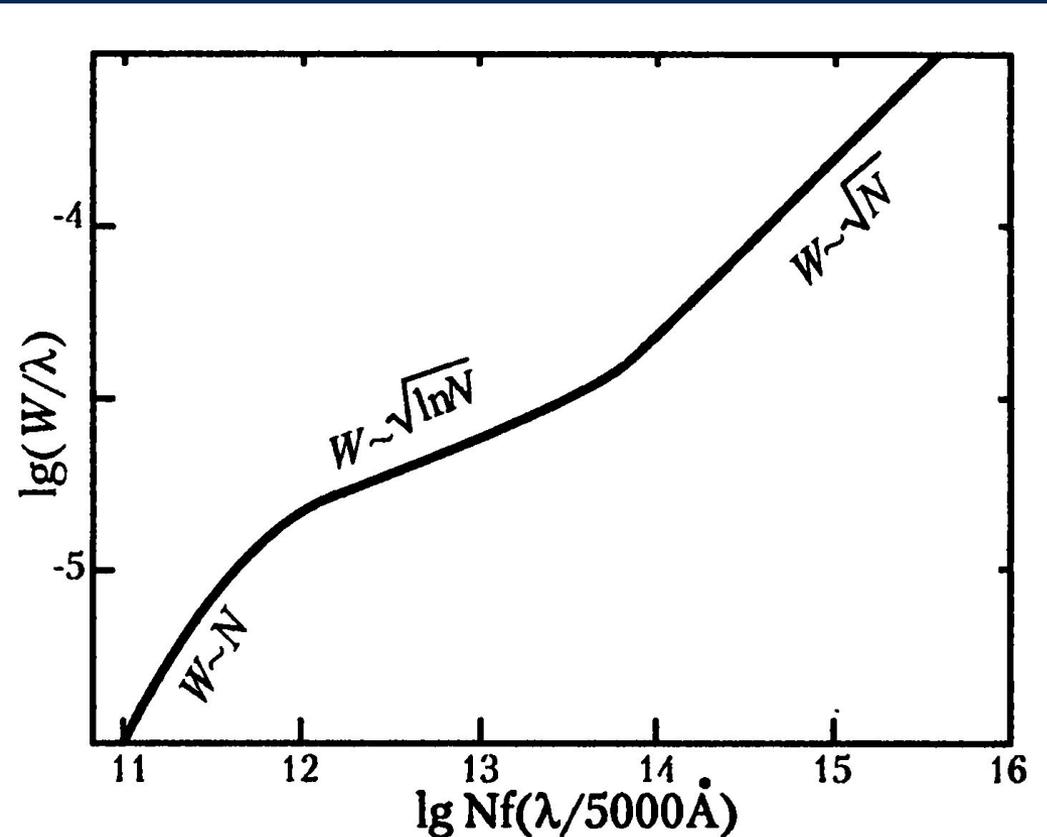
Эквивалентная ширина определяет нам участок непрерывного спектра, содержащий столько же энергии, сколько ее поглощено в линии.



Эквивалентная ширина линии характеризует количество энергии, поглощаемое (излучаемое) N электронами при переходе из одного состояния в другое (населенность уровня). Хотя на ширину линии влияют и другие факторы.

Зависимость W от числа атомов N на луче зрения в слое, где формируется линия, называется кривой роста.

Кривая роста состоит из 3-х участков.



Первый – для слабых линий-участок пропорциональности между W и N . С ростом N наступает область насыщения. Последний участок связан с расширением линий из-за столкновений. Определив форму кривой роста для линий различной интенсивности, принадлежащих различным мультиплетам химических элементов, можно оценить их плотность и относительное количество в атмосфере.

Поляризация света, приходящего к нам от небесных тел, сначала была обнаружена у Луны, планет, комет, короны Солнца и зодиакального света, являющихся источниками отраженного излучения. И только в 1949 году была обнаружена поляризация излучения нормальных звезд, являющихся источниками собственного излучения, правда, достигавшая всего нескольких процентов. Однако вскоре было показано, что эта поляризация принадлежит не этим звездам, а межзвездному веществу, так как она коррелировала с расстоянием до звезд и количеством межзвездного вещества на пути света.

В общем случае приходящая к нам интенсивность излучения I состоит из двух частей: неполяризованного света (обозначим как I_0) и поляризованного света (обозначим как I_p), то есть $I = I_0 + I_p$.

Поляризованное излучение можно характеризовать степенью поляризации P и углом между главной плоскостью колебаний и выбранным направлением, обычно плоскостью часового угла светила, то есть углом ϕ_0 .

Вращая анализатор (например, поляроид) и измеряя максимальную I_{\max} и минимальную I_{\min} интенсивность, проходящего через анализатор света.

$$P = \frac{I_{\max} - I_{\min}}{I_{\max} + I_{\min}}$$

Угол ϕ_0 , при котором достигается I_{\max} , будет определять положение плоскости поляризации.



Для нахождения значений I_p и φ_0 достаточно трех измерений, проведенных со сменой угла φ на 60 градусов с применением формул:

$$I_1 = \frac{1}{2} \left[I_0 + I_p + I_p \cdot \cos^2 \left(\varphi_1 - \varphi_0 \right) \right] = \frac{1}{2} \cdot I_0 + I_p \cdot \cos^2 \left(\varphi_1 - \varphi_0 \right),$$

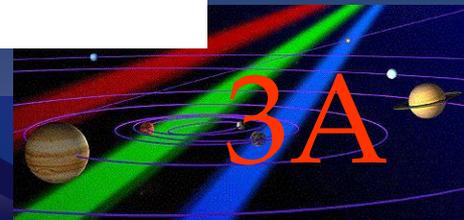
$$I_2 = \frac{1}{2} \left[I_0 + I_p + I_p \cdot \cos^2 \left(\varphi_2 - \varphi_0 + 120^\circ \right) \right] = \frac{1}{2} \cdot I_0 + I_p \cdot \cos^2 \left(\varphi_2 - \varphi_0 + 60^\circ \right),$$

$$I_3 = \frac{1}{2} \left[I_0 + I_p + I_p \cdot \cos^2 \left(\varphi_3 - \varphi_0 + 240^\circ \right) \right] = \frac{1}{2} \cdot I_0 + I_p \cdot \cos^2 \left(\varphi_3 - \varphi_0 + 120^\circ \right).$$

Из этих выражений выводятся **формулы Фесенкова**:

$$P = 2 \cdot \left[\left[\left(I_1 - I_2 \right) I_1 + \left(I_2 - I_3 \right) I_2 + \left(I_3 - I_1 \right) I_3 \right]^{1/2} \cdot \left(I_1 + I_2 + I_3 \right)^{-1}, \right.$$

$$\left. \operatorname{tg}^2 \left(\varphi_0 - \varphi_1 \right) = \sqrt{3} \cdot \frac{I_2 - I_3}{2I_1 - I_2 - I_3} \right.$$



Такой расчет дает точное значение степени поляризации P , но малоточное значение угла поляризации ϕ_0 . Поэтому в настоящее время для нахождения этих данных используют параметры Стокса I, Q, U, V (при этом $I^2 \approx Q^2 + U^2 + V^2$), которые описывают пучок поляризованного света.

Так как интенсивность поляризованной компоненты $I_p = (Q^2 + U^2)^{1/2}$, то

$$P = (Q^2 + U^2)^{1/2} / I, \quad \text{tg}2\phi = U/Q$$

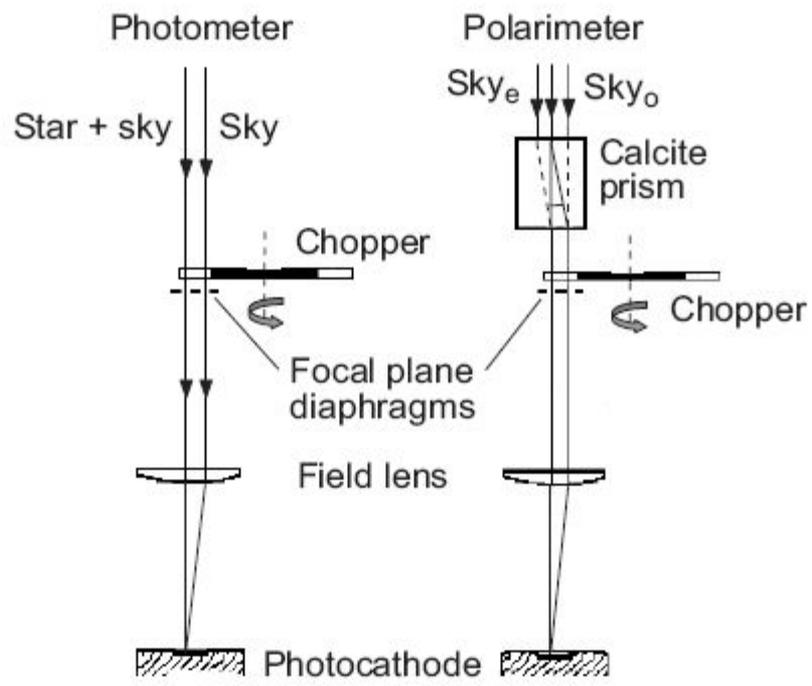
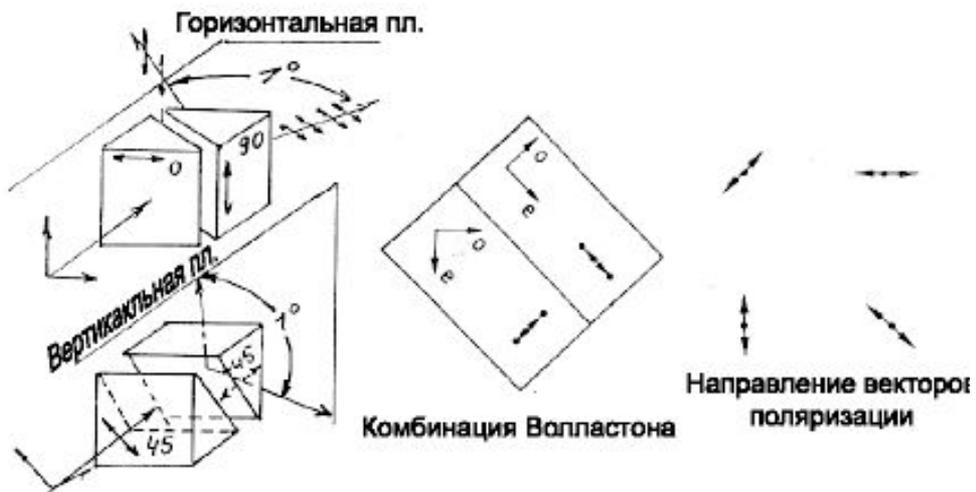
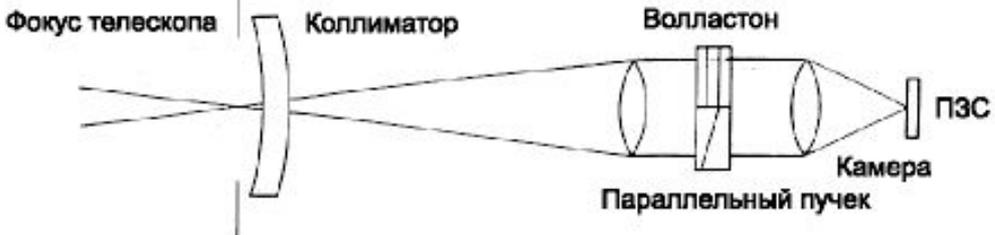
для плоскополяризованного света. В этом случае параметр $V=0$.

Параметры Стокса можно определить через четыре положения анализатора, разнесенные на 45° :

$$\frac{Q}{I} = \frac{I_1(0) - I_2(90)}{I_1(0) + I_2(90)}$$

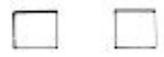
$$\frac{U}{I} = \frac{I_3(45) - I_4(135)}{I_3(45) + I_4(135)}$$



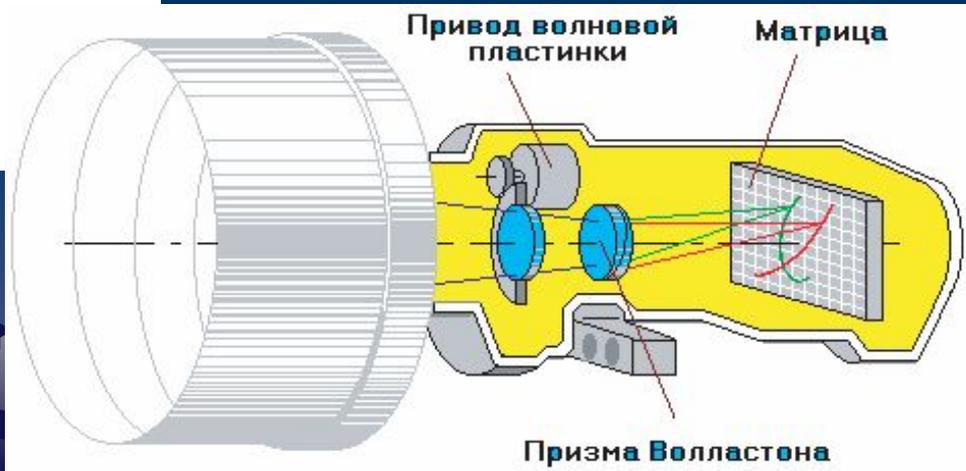
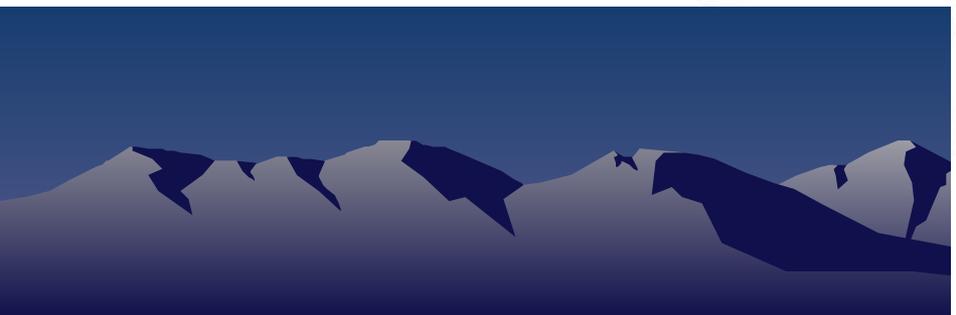
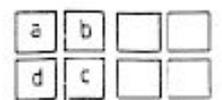


Оптическая схема фотометра-поляриметра

Маска в фокальной плоскости



Изображение маски



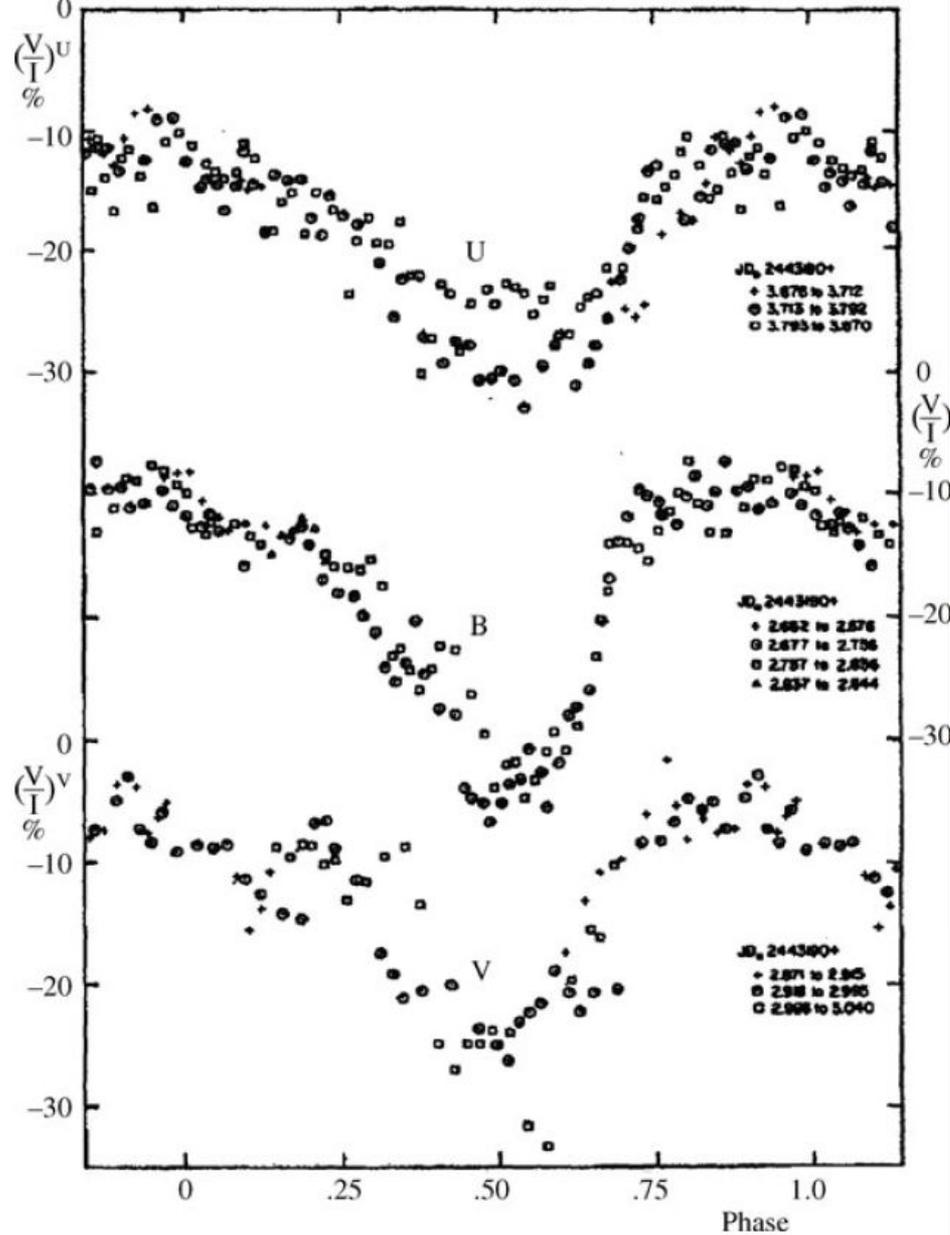
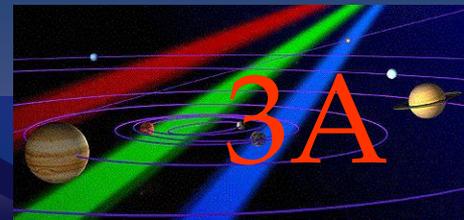


Fig. 11.2 Circular polarization of AN UMa in the *U*, *B* and *V* bands phased on a period of $1.1^{\text{h}}9$, with phase zero given by the time of maximum linear polarization. Note that $\nu \sim 30\%$ at maximum is extraordinarily high. (Taken from Krzemiński & Serkowski, 1977.)

Звезды –поляры:
аккреция вещества
слабомассивного
спутника на белый
карлик, обладающий
мощным магнитным
полем



Методы определения диаметров:

- прямые измерения
- фотометрия
- покрытия звезд Луной
- интерферометрия
- спеклинтерферометрия



Если расстояния до звезд и их температуры известны, то формулы, полученные ранее, могут служить для оценки размеров звезд .

$$M_V = \frac{28400}{T} - 5 \lg(R) - 0.01$$

$$M_B = \frac{35600}{T} - 5 \lg(R) - 0.73$$

$$B - V = \frac{7200}{T} - 0.72$$

$$\lg(R) = -0.2M_V - 0.002 + \frac{5680}{T}$$

$$\lg(R) = 0.789(B - V) - 0.2M_V + 0.566$$

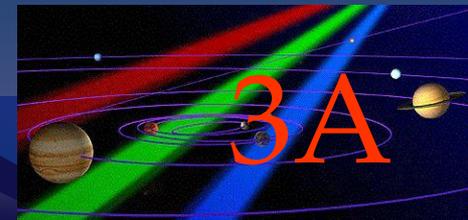
$$\theta'' = \frac{2}{215} \pi R, \text{ где } m = M - 5 \lg(\pi) - 5,$$

где θ'' - угловой диаметр звезды в секундах дуги, R - радиус звезды в солнечных радиусах, M - абсолютная звездная величина.

$$\theta'' = \frac{2}{215} \pi R, \text{ где } \pi - \text{параллакс в секундах дуги.}$$

где θ'' - угловой диаметр звезды в секундах дуги, R - радиус звезды в солнечных радиусах, π - параллакс в секундах дуги.

$$\lg(\theta'') = 0.789(B - V) - 0.2M - 2.47$$



Применение этих формул к некоторым звездам, например Сириус, Антарес, дает возможность получить оценки их размеров:

для Сириуса $\Theta = 0.0054''$;
для Антареса $\Theta = 0.038''$.

С другой стороны мы знаем, что дифракционный предел разрешения телескопа $\beta'' = 1.22 \times 206265 \lambda / D$,

для 10 м $\beta = 0.013''$;
для 100 м $\beta = 0.0013''$.

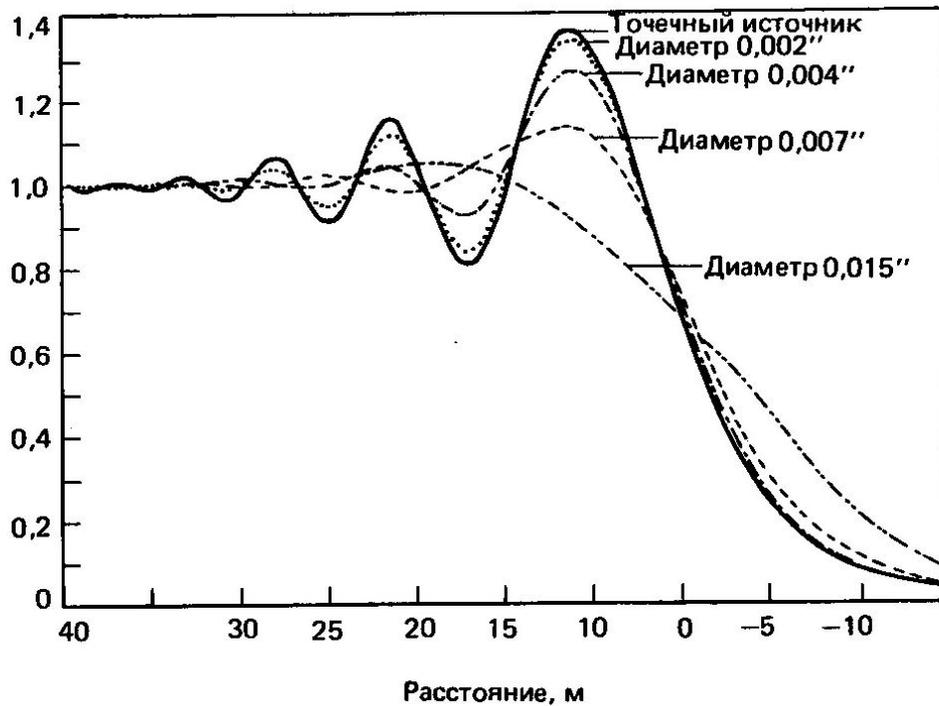
Из этого следует, что только для звезд-гигантов, находящихся относительно недалеко от Солнца, могут быть измерены диаметры прямыми измерениями. И необходимо искать новые методы для определения размеров звезд.

Для пульсирующих звезд могут быть использованы формулы, связывающие размеры звезд с их периодами пульсаций.

Для затменно-двойных размеры могут быть определены по кривой блеска.



Относительная яркость



• Одним из методов определения диаметров звезд является метод анализа дифракционной картины, которая возникает при покрытиях звезд Луной, и позволяющий определять размеры звезд диаметром $\geq 0.001''$.

Для звезды с $d = 0.02''$, проекция на край лунного диска при наблюдениях с Земли составит $D = l \cdot d / 206265 = 40$ м, $l = 384000$ км. При средней скорости Луны 1 км/с, время прохождения составит всего 0.04с.

Для интенсивности в точке наблюдения получаем следующее выражение:

$$I = 0.5\{[0.5+C(W)]^2 + [0.5+S(W)]^2\} I^0$$

$$W = X(2/\lambda l)^{1/2}$$

где функции $C(W)$ и $S(W)$

$$C(W) = \int_0^W \cos \frac{\pi t^2}{2} dt$$

и,

интегралы Френеля

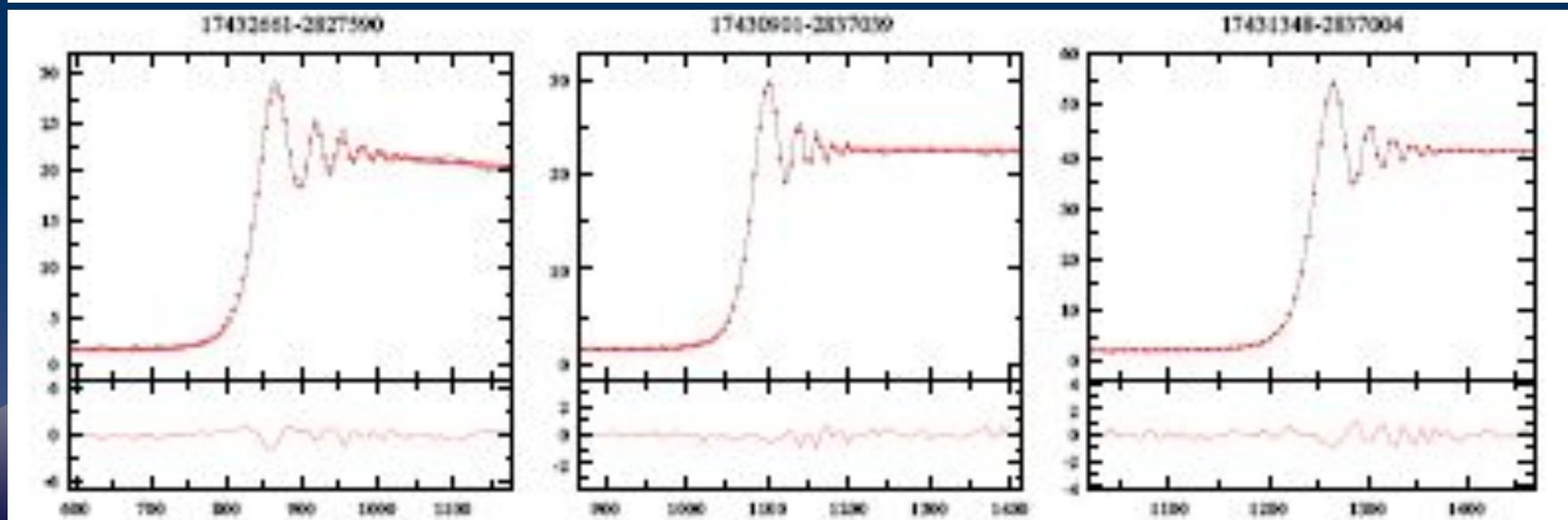
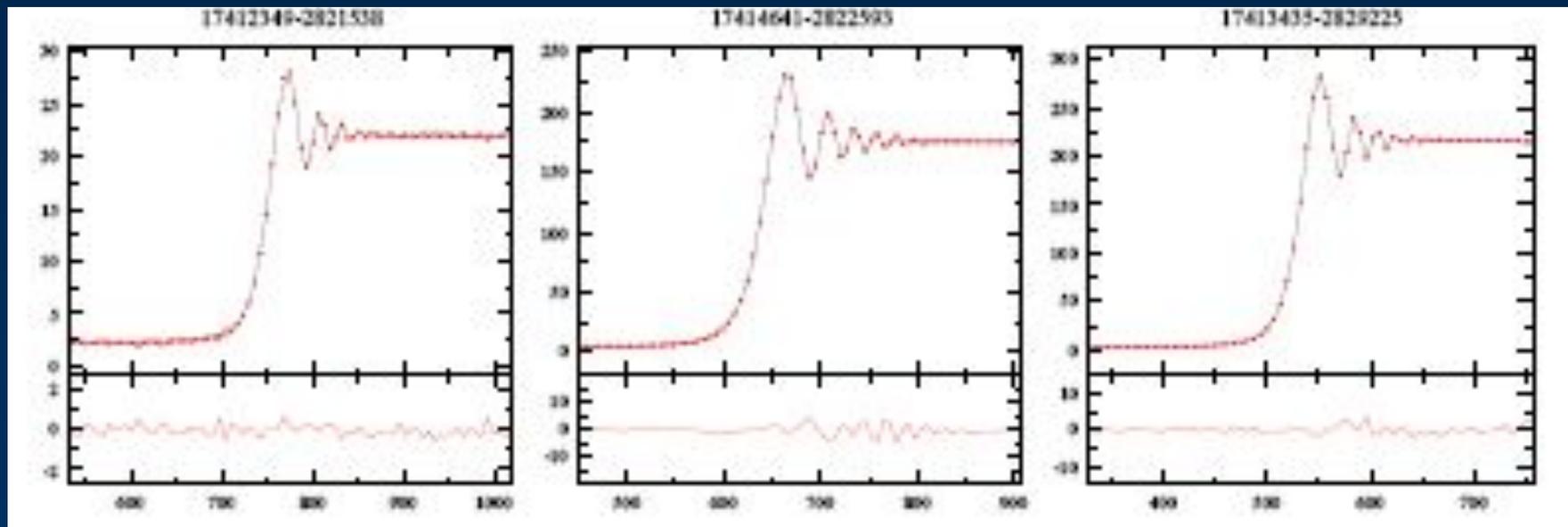
$$S(W) = \int_0^W \sin \frac{\pi t^2}{2} dt$$



Milliarcsecond angular resolution of reddened stellar sources in the vicinity of the Galactic Center

A. Richichi, O. Fors, E. Mason, J. Stegmaier, T. Chandrasekhar (2013)

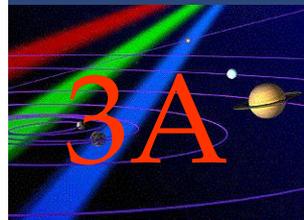
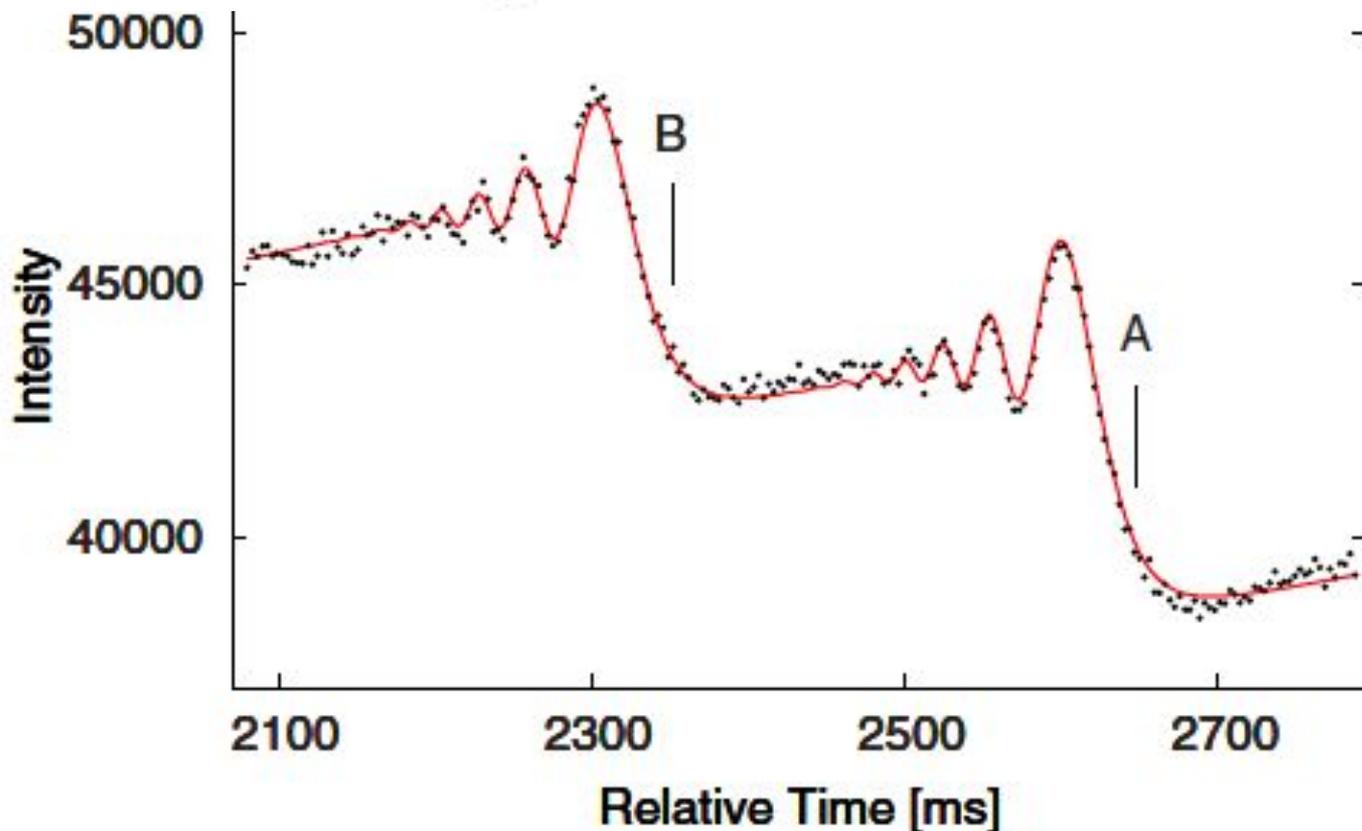
ESO VLT 8.2m Antu telescope



Additional measurements were published by Mason et al. (2009) and Tokovinin et al. (2010). The Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars (Hartkopf & Mason 2009) reports an orbital solution that is graded as good, with a period of 45 yr. Using these elements Cvetkovic & Ninkovic (2010) determined the dynamical masses as $1.24 M_{\odot}$ and $1.21 M_{\odot}$ for the primary and secondary, respectively, with a spectral type of F6 for both stars.

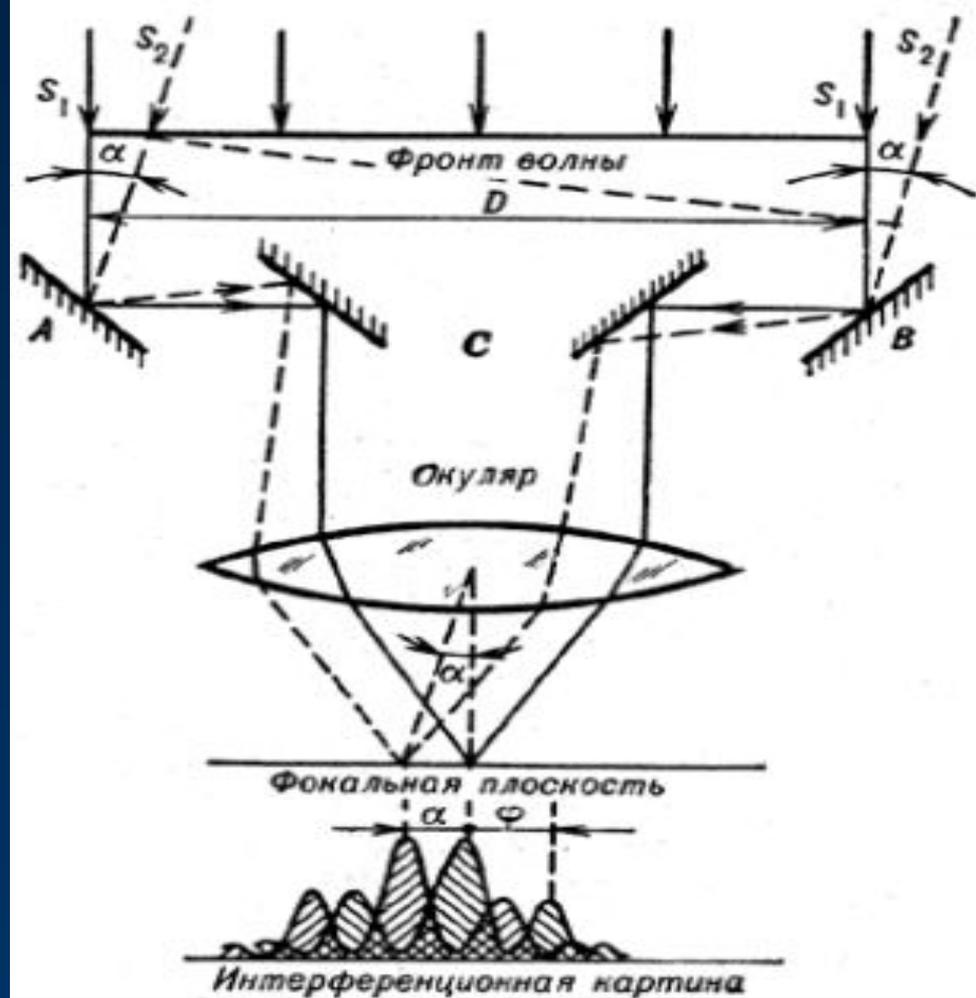
Richichi et al., 2014.
VLT observations

Figure 2. Occultation light curve (dots) and best fit (solid line) for HD 158122, the only previously known binary star in our list. The times of geometrical occultation of the two components are marked.



Волновая природа света ограничивает возможности прямого измерения диаметров, но способствует развитию новых. Один из таких методов – **интерферометрия**.

Малые угловые размеры источников и конечные размеры телескопов позволяют утверждать, что излучение неразрешимых источников частично когерентно. В этом случае, если угловой размер источника меньше чем угловой размер первого темного дифракционного кольца, плоскость изображения освещена почти когерентным излучением и можно ожидать интерференционных эффектов.



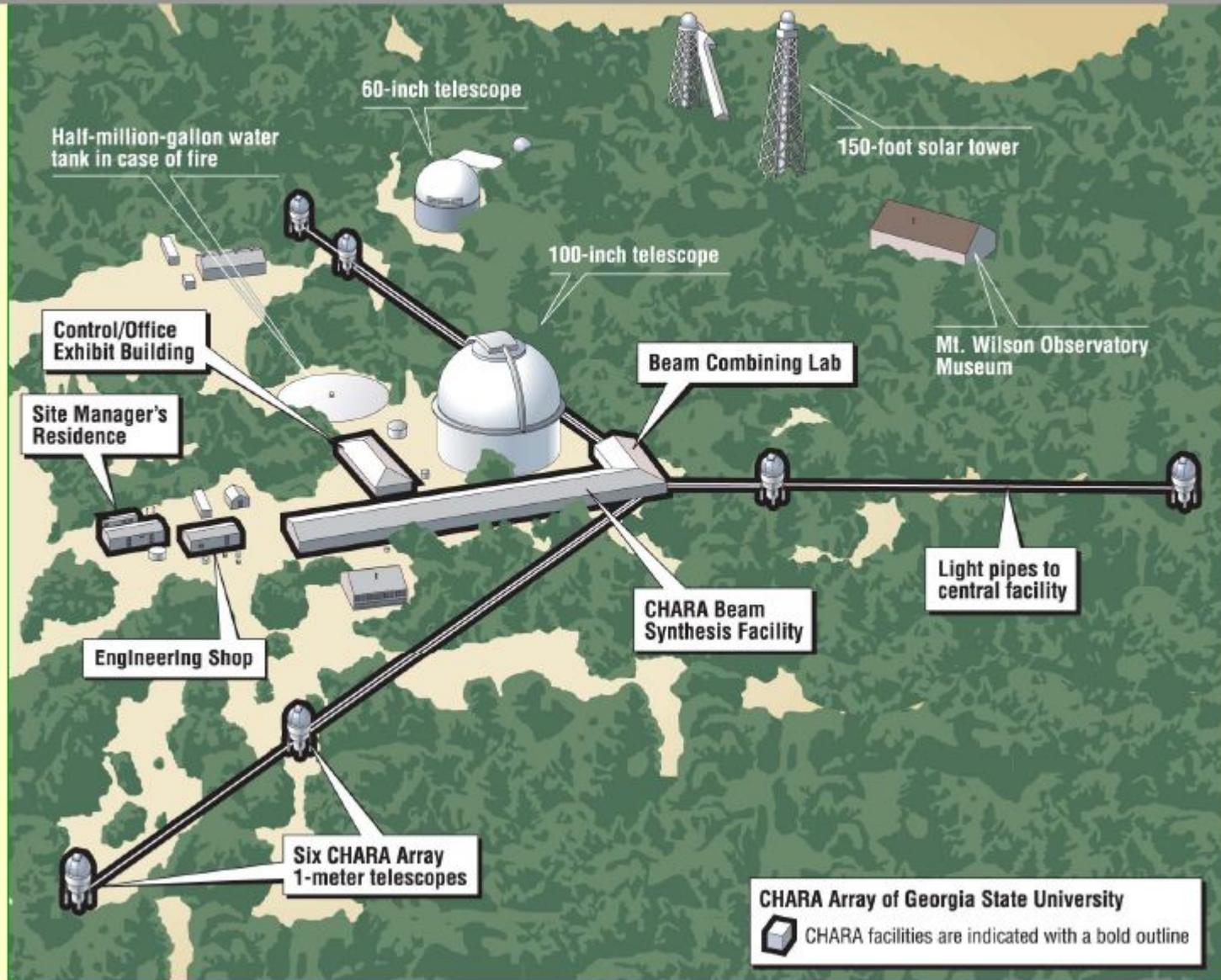
При $\alpha d = \lambda/2$ интерференционные максимумы от источника S_1 совпадут с положением минимумов от источника S_2 , картина окажется размытой, неконтрастной. Контраст (или видность V) определяется формулой: $V = (I_{\text{макс}} - I_{\text{мин}})/(I_{\text{макс}} + I_{\text{мин}})$. Наименьший контраст полос отвечает условию: $\alpha = \phi/2 = \lambda/2d$. Измерив d и зная λ , определяется угловое расстояние α между парой звёзд. Метод применим и для определения углового размера одной звезды. При малых базах интерференционные полосы от одной звезды будут контрастными ($V \approx 1$), но с увеличением d видность будет уменьшаться и полосы исчезнут совсем при $d = 1.22\lambda/\Theta$, где Θ - угловой диаметр звезды. Следовательно, $\Theta = 1.22\lambda/d$.

Крупнейшие интерферометры

Interferometer and observing mode	Wave band	Limiting magnitude	Minimum baseline (m) (un-projected)	Maximum baseline (m)	Max ratio of no. phase / no. amplitude meas. (measure of imaging performance, 0 = none)	Accuracy of amplitude meas.	Accuracy of phase meas. (milli-radians)
CHARA Array ¹	V, R, I, J, H, K	8	34	330	0.7	1%	10
COAST visible	R, I	7	4	60	0.5	4%	10
IOTA	J, H, K	7	6	30	0.3	2%	10
Keck Interferometer	H, K, L, N	10.3	85	85	0	4%	1
Navy Precision Optical Interferometer (NPOI) visible	V, R, I	5	5	300	0.7	4%	10
SUSI	B, V, R, I	5	5	640	0	4%	10
VLT+UTs AMBER	J, H, K simultaneously	7	46	130	0.3	1%	10
VLT+UTs VINCI	K	11	46	130	0		



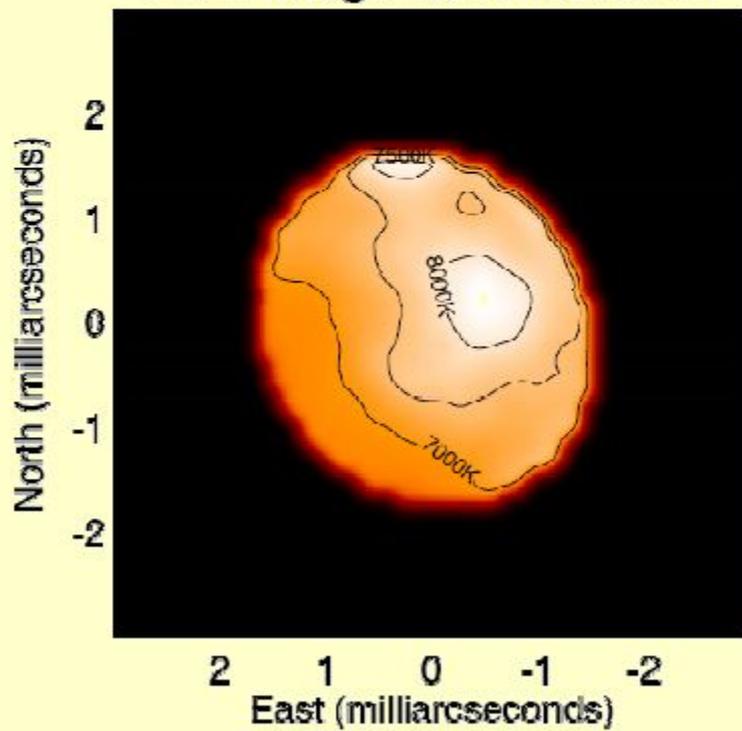
Layout of the CHARA Array



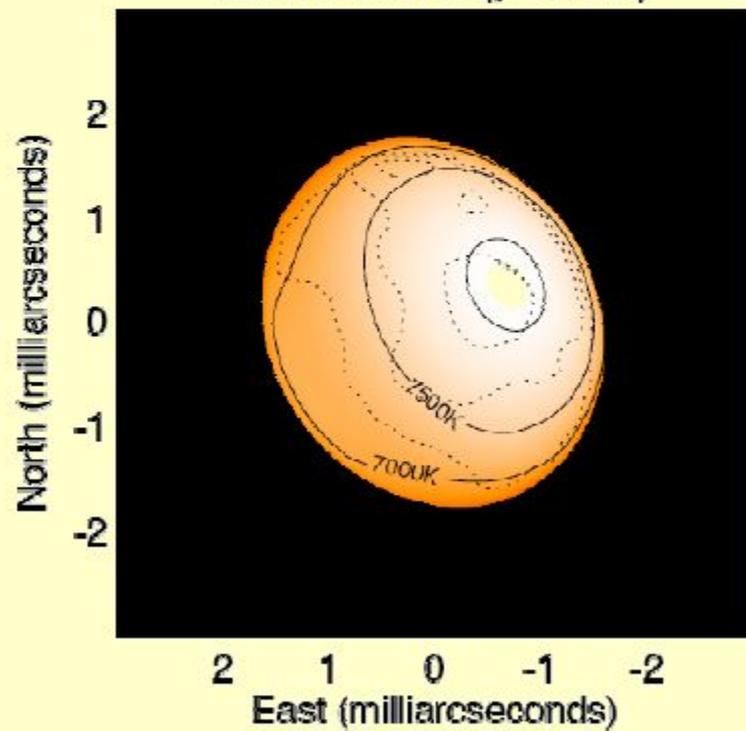
Imaging the Rapid Rotator Altair

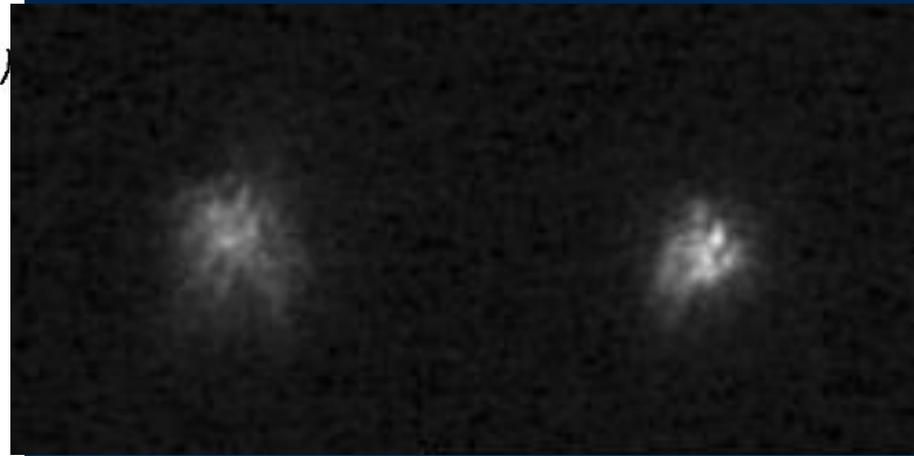
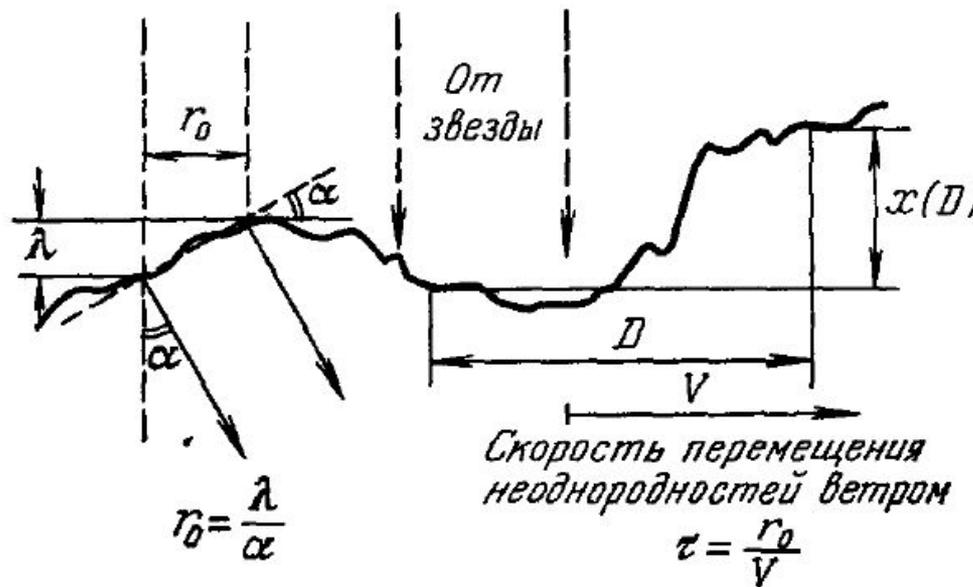
The first image ever made of another sunlike star

Altair Image Reconstruction



Altair Model ($\beta=0.19$)





Метод спекл-интерферометрии, предложенный Лябейри в 1970 г.³², также служит повышению разрешающей силы телескопов, работающих через турбулентную атмосферу. Название его происходит от английского *speckle* — зерно, крупинка. Дело в том, что всякое более или менее монохроматическое изображение имеет зернистый вид; чтобы убедиться в этом, достаточно внимательно взглянуть на предметы, освещенные лучом лазера. Почему это происходит? Да потому, что лазерный свет когерентен, и на приемнике (например, на сетчатке глаза) суммируются не интенсивности, а амплитуды отдельных волн. Зернистость — результат случайной интерференции, когда суммируется много отдельных независимых амплитуд. Распределение суммарной амплитуды будет при этом, естественно, гауссово, а интенсивность света I (квадрат амплитуды) будет распределена по закону $p(I) = (1/I_0)e^{-I/I_0}$. Попросту говоря, в одних местах амплитуды взаимно погасятся, в других, наоборот, усилят друг друга.

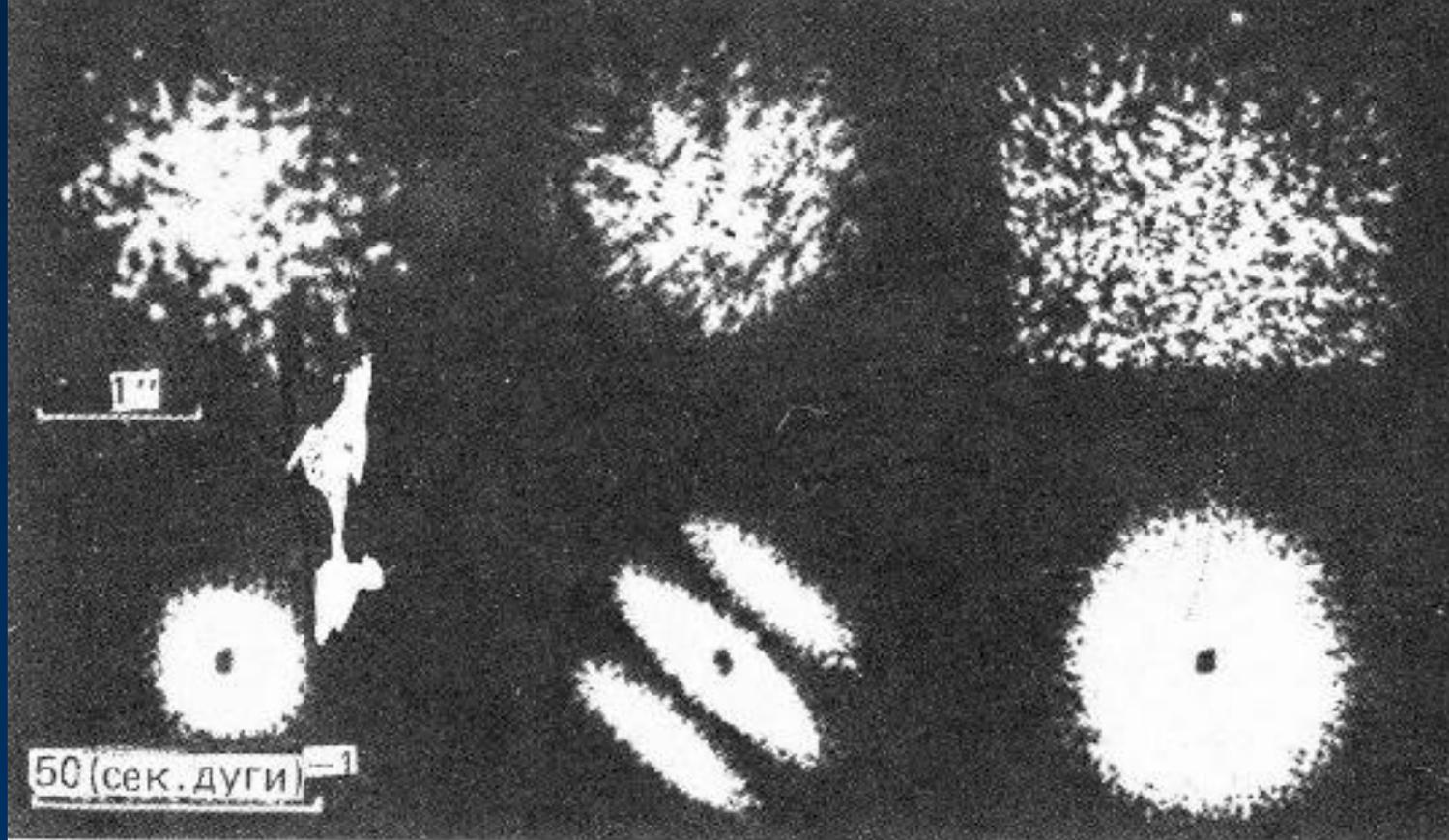


Рис. 4.7. Прямые, сильно увеличенные снимки Бетельгейзе, Капеллы и Веги, полученные на 5-метровом телескопе Хейла обсерватории Маунт-Паломар. Время экспозиции 0,01 с, спектральная полоса 20 нм на длине волны 500 нм, относительное фокусное расстояние 200. Изображения отличаются характером структуры спеклов. Три нижних изображения – это фурье-образы, полученные в результате внесения отдельных спекл-грамм, действующих как дифракционные экраны, в параллельный лазерный пучок. Яркие нулевые порядки (пики интенсивности в центре) подавлены с помощью затемняющей круглой маски. Каждое из нижних изображений получено путем накопления результатов аналого-оптической обработки большого количества отдельных спекл-грамм [239].

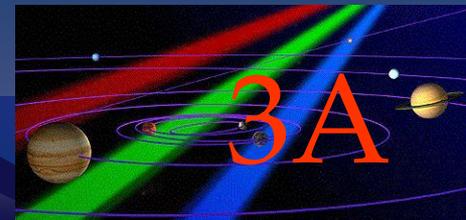
Массы звезд

Обобщенный закон Кеплера:

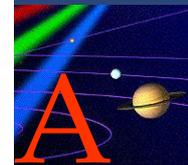
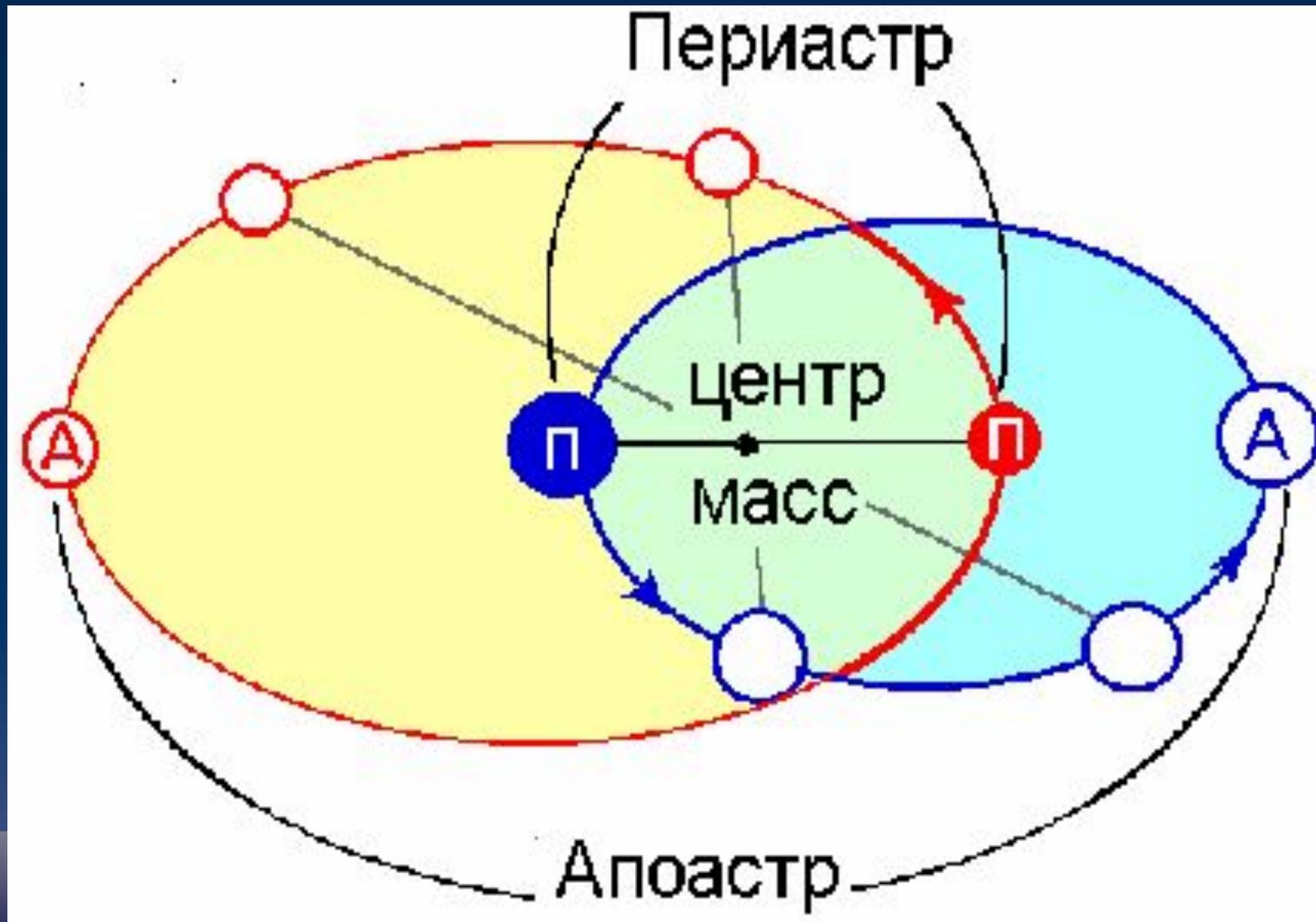
$$\frac{a^3}{P^2} = \frac{G}{4\pi^2} (M_1 + M_2). \quad (2)$$

Если M_2 много меньше M_1 ($M_2 \ll M_1$), то M_2 можно просто выбросить из формулы, и мы получим третий закон Кеплера для планет.

$$\frac{M_1}{M_2} = \frac{a_2}{a_1}$$

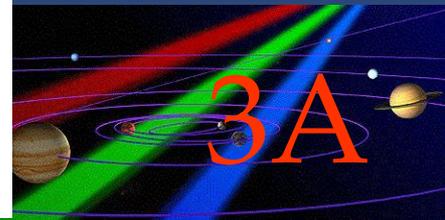
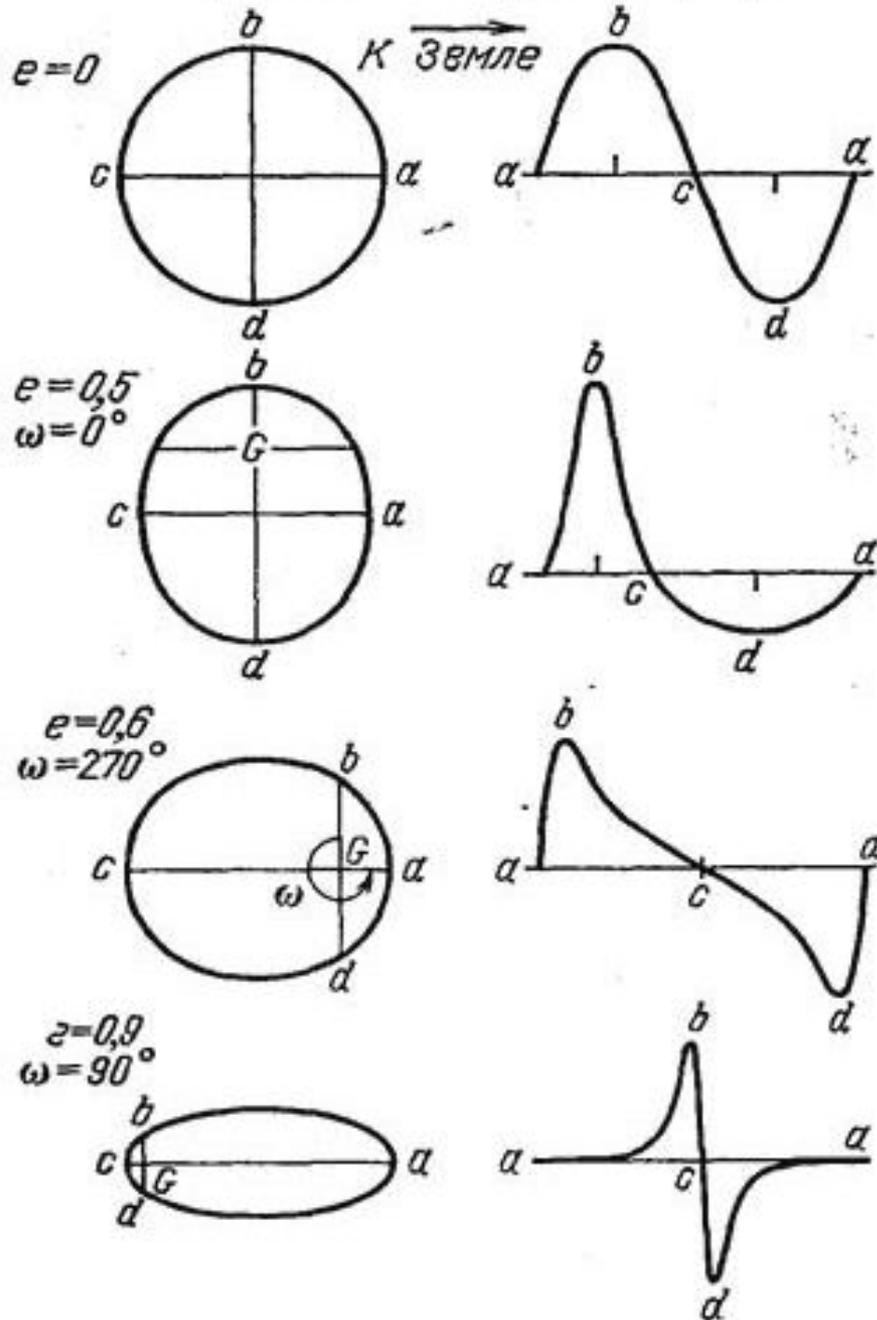


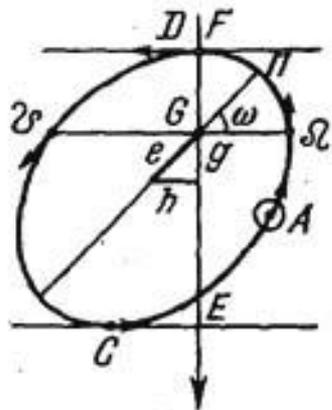
Орбиты компонент двойной системы относительно центра масс



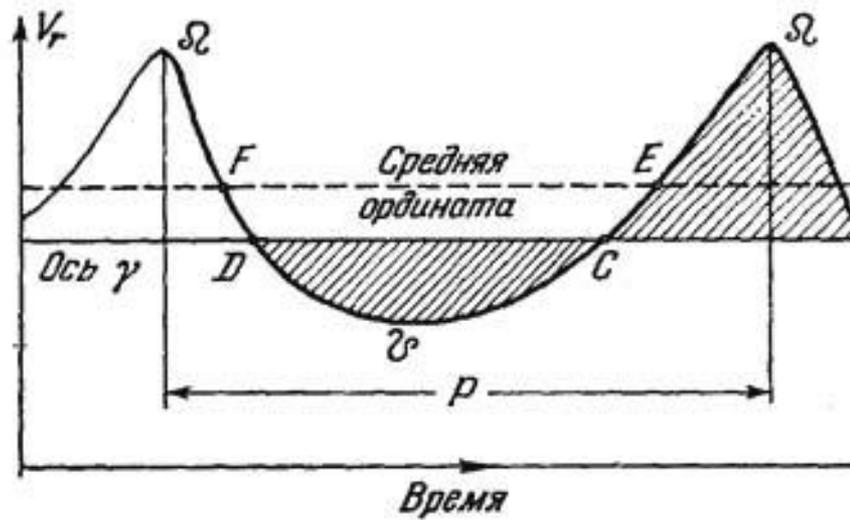
Орбита

Лучевая скорость





К наблюдателю



Если в спектре данной звезды наблюдаются линии обеих компонент, то по линиям спутника строится своя кривая лучевых скоростей, которая с первой кривой пересекается по оси γ и должна повторять первую кривую во всех деталях, но с противоположным знаком и со своим значением полуамплитуды K_B так, что

$$\frac{K_A}{K_B} = \frac{\mathfrak{M}_B}{\mathfrak{M}_A},$$

$$a_2 \sin i = 13751 (1 - e^2)^{1/2} K_B P. \quad a_1 \sin i = 13751 (1 - e^2)^{1/2} K_A P,$$

K выражено в км/с, P — в сутках, а \mathfrak{M} — в массах Солнца.

$$a \sin i = 13751 (1 - e^2)^{1/2} PK,$$

$$K = K_A + K_B.$$

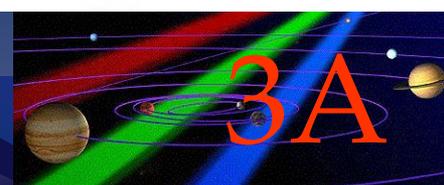
$$(\mathfrak{M}_A + \mathfrak{M}_B) \sin^3 i = 10385 \cdot 10^{-11} (1 - e^2)^{3/2} K^3 P,$$

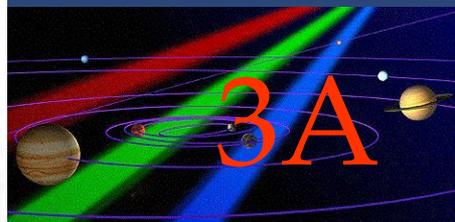
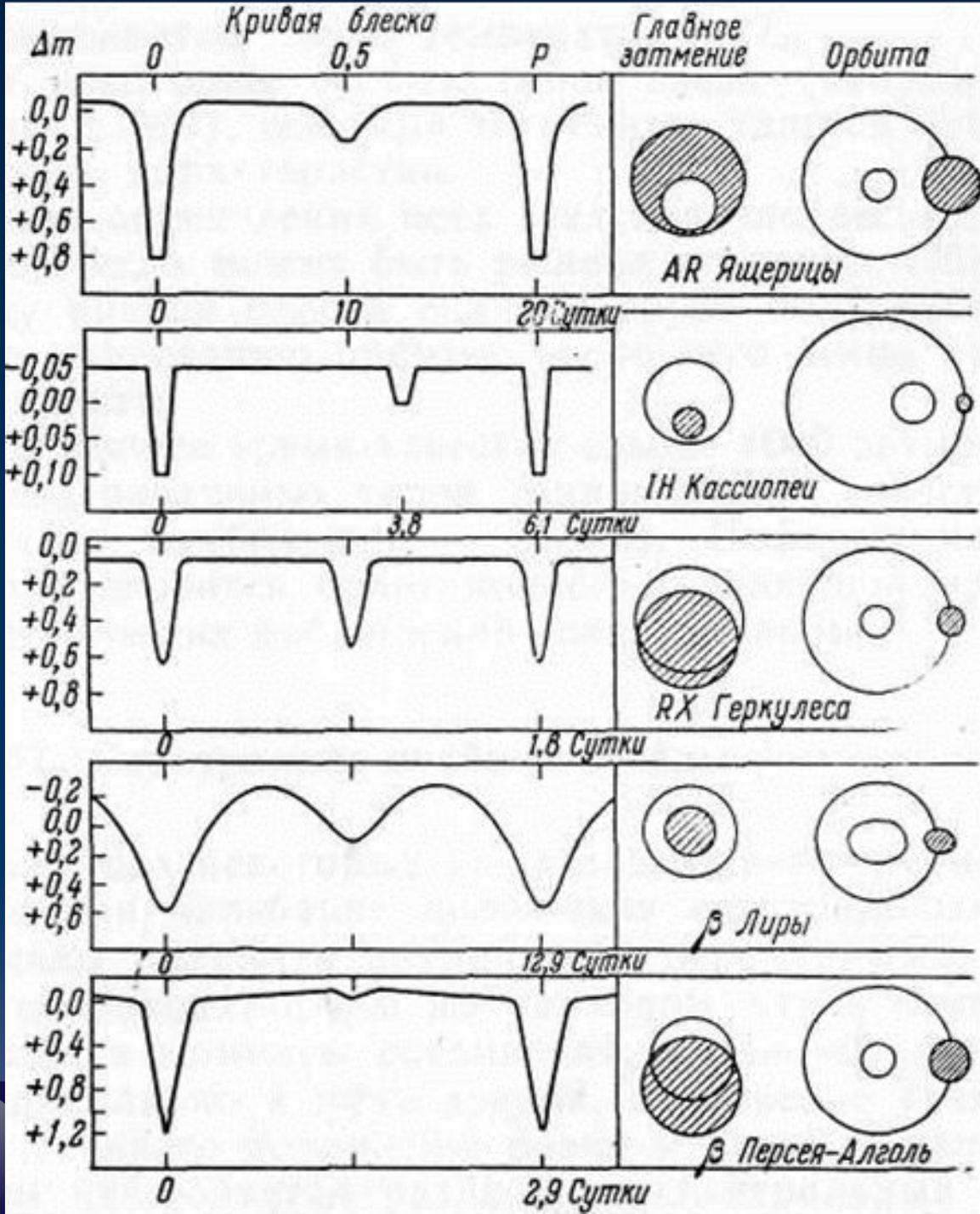
$$\mathfrak{M}_A \sin^3 i = 10385 \cdot 10^{-11} (1 - e^2)^{3/2} K^2 K_B P,$$

$$\mathfrak{M}_B \sin^3 i = 10385 \cdot 10^{-11} (1 - e^2)^{3/2} K^2 K_A P.$$

$$\frac{\mathfrak{M}_B^3 \sin^3 i}{(\mathfrak{M}_A + \mathfrak{M}_B)^2} = 10385 \cdot 10^{-11} (1 - e^2)^{3/2} K_A^3 P.$$

$$f(\mathfrak{M}) = \frac{\mathfrak{M}_B^3 \sin^3 i}{(\mathfrak{M}_A + \mathfrak{M}_B)^2}.$$





Напишем

$R_A = 214,9 r_A \cdot a$; в дальнейших формулах a выражено в астрономических единицах, множитель 214.9 мы ввели на основании того, что $1 \text{ а. е.} = 214,9 R_{\odot}$; через r_A обозначим радиус А комп.

$$\rho_A = \frac{M_A}{R_A^3}; \quad \rho_B = \frac{M_B}{R_B^3}.$$

$$a^3 = \left(\frac{P}{365,25} \right)^2 (M_A + M_B)$$

$$R_A^3 = r_A^3 P^2 (M_A + M_B) \frac{215^3}{(365,25)^2}.$$

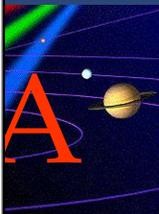
Аналогичное выражение получается для R_B^3 .

$$\rho_A = \frac{1}{74,4 P^2 r_A^3} \frac{M_A}{M_A + M_B},$$
$$\rho_B = \frac{1}{74,4 P^2 r_B^3} \frac{M_B}{M_A + M_B}.$$

Если опять ввести отношение $\alpha = M_B : M_A$, то

$$\rho_A = \frac{1}{74,4 P^2 r_A^3} \frac{1}{1 + \alpha},$$
$$\rho_B = \frac{1}{74,4 P^2 r_B^3} \frac{\alpha}{1 + \alpha}.$$

В самом грубом предположении можно положить $\alpha = 1$, но обычно $\alpha < 1$ и тем меньше, чем меньше светимость L второй компоненты. Так, можно принимать $\alpha = 1/2$, если $L_B \leq 0,25$, и $\alpha = 1$, если L_B заключено в пределах от 0,25 до 0,5. При каждом из этих предположений величины ρ_A и ρ_B получаются ошибочными не более чем в два раза. Формулы (12.31) и (12.32) показывают, что плотности затменных двойных звезд долгого периода очень малы, например, при $P = 100^d$ и $r = 0,2$ плотность $\rho \approx 10^{-4}$ по отношению к плотности Солнца. Наоборот, у весьма короткопериодических затменных переменных плотность компонент высока: при $P = 0,2^d$ и $r = 0,2$ $\rho \approx 10$; однако они не чрезмерно высоки, так как в затменных системах размеры компонент относительно велики.



Список литературы

- Уокер А. Астрономические наблюдения. 1989. 230 с.
- Курс астрофизики и звездной астрономии. (Под ред. Михайлова А. А.) 1973. Москва. Наука. 608 с.
- Мартынов А.В. Практическая астрофизика. 1980. 194 с.
- Теребиж В.Ю. Современные оптические телескопы. 2005. 80с.
- Миронов А.В. Основы астрофотометрии. 2005. 194 с.
- Лазовский Л. Приборы с зарядовой связью: прецизионный взгляд на мир. 2006. 20с.
- Смит Д.Е. История изобретения приборов с зарядовой связью. УФН. 2009. Т. 150, № 12, с. 1357-1362.
- Эклз М., Сим Э., Триттон К. Детекторы слабого излучения в астрономии. Москва. Мир. 1986 . 200 с.
- Wikipedia, the free encyclopedia.



Список литературы

- Тараненко В.Г., Шанин О.И. Адаптивная оптика. 1990. Москва. Радио и связь. 112 с.
- Токовинин А.А., Щеглов П.В. Проблема достижения высокого разрешения в наземной оптической астрономии. Успехи физических наук. 1979. Т. 129, вып. 4. 645-670 с.
- Дудинов В.Н., Цветкова В.С. Применение методов Фурье-оптики в астрономии. Харьков. 1980. 102 с.
- Ермолаева Е.В., Зверева В.А., Филатов А.А. Адаптивная оптика. 2012. С.-Петербург. 297 с.
- Roddier F. Adaptive optics in astronomy. Cambridge University Press 1999. 410 p.
- Мартынов Д.Я. Курс общей астрофизики. 4-е издание. 1988.
- Мартынов Д.Я. Курс практической астрофизики. 4-е издание. 1977.
- Засов А.В., Постнов К.А. Общая астрофизика. 2-е издание. 2011.
- Цесевич В.П. «Переменные звёзды и их наблюдения», Москва «Наука», 1980 г.

