

"Astronomická pozorování"

(49)

Text navazuje

na text kursu

"Obecná astronomie"

4.8 Prostředí pohyb, radiální rychlost. Vzdálenost pohybových hvězdokup.

Hvězdy až do poč. 18. století považovány za stálé - jejich vzájemná konfigurace na obloze se nemění - hvězdy "kamráci" v prostoru

Objev: 1717 Edmund Halley (1686-1742) - porovnával naše pozorování rishana 1676 na ostr. sv. Heleny s údaji ve hvězdových katalogech: Flamsteed, Tycho Brahe a Ptolemaios

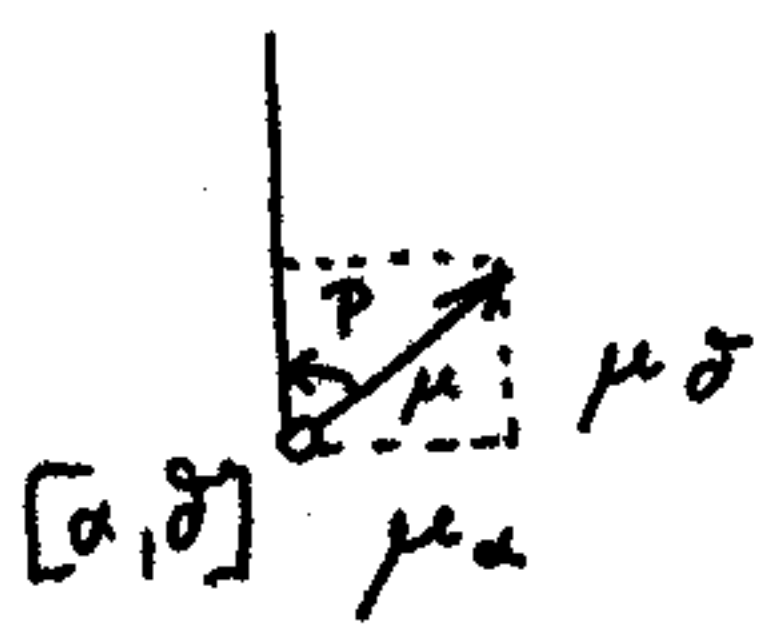
- některé jvo na poradí obalních * křehký pohyb - zejména Sirius - usoudil, že tento posun je odrazem relativního pohybu * více pozorovatelé Sirius roční 1,33"/rok

definice: Prostředí pohyb μ - vyjadřuje se "/rok
asi 300 * jvo $\mu \geq 1"/rok$
většinou ale mnohem méně
maximální v.p. : Barnardova hvězda
 $\mu = 10,3"/rok$

měření: hvězdy s velkým pohybem odhalovány na fotogr. deskách rishaných s co největším odstupem pomocí stereokomparátoru v současnosti - vlastní pohyb zúčtění

Hipparcus 100 000 * vlastní pohyby a vyvíjející přesnosti

Relativní pohyb měření v obou souřadnicích



P - positioní úhel
 μ_α - změna rektasc.
 v a / rok
 μ_δ - změna deklinace
 v " / rok

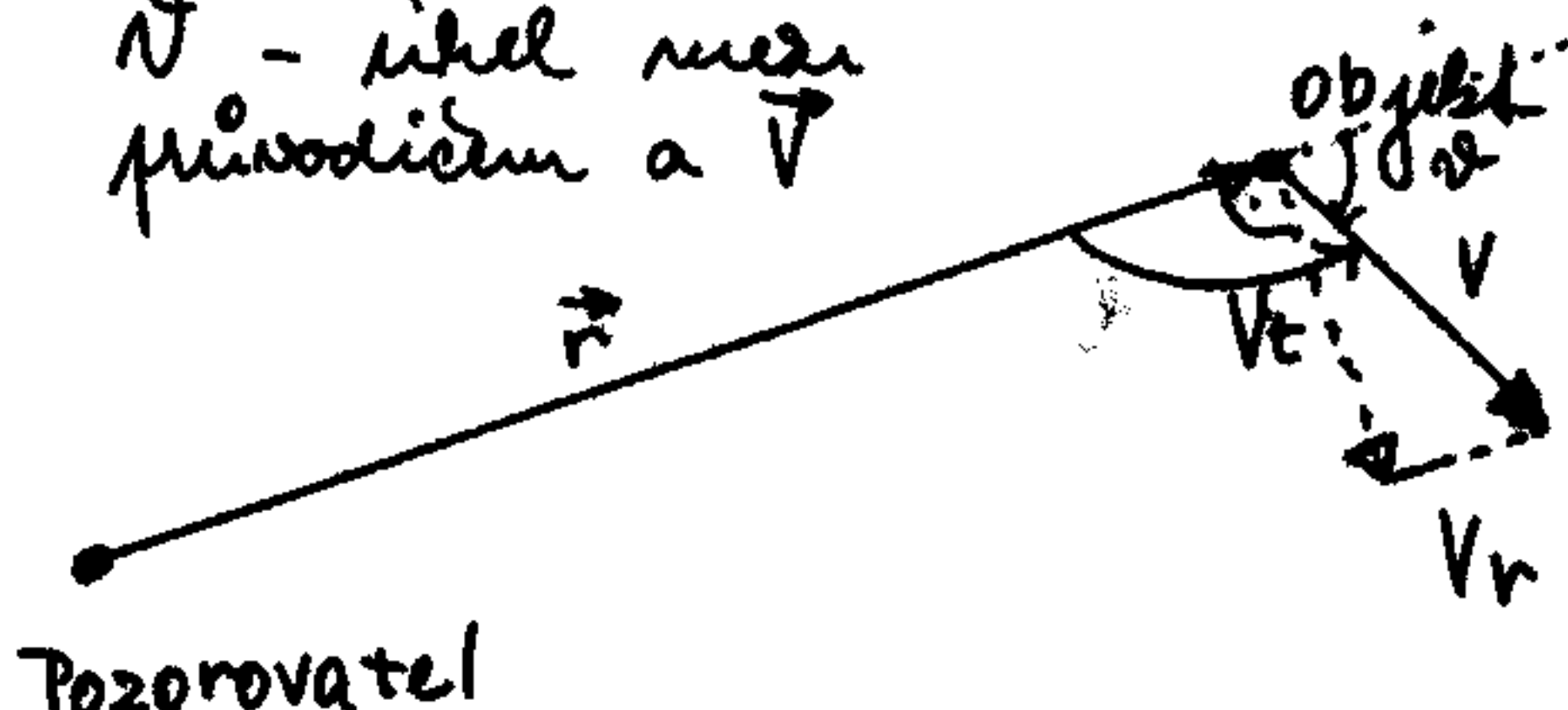
pro výpočet μ nutno μ_α převést na " a stejné délce jako μ_δ deklinaci
 $\mu \rightarrow "$ $\mu_\alpha "$

$$\mu'' = \sqrt{(\mu_\delta'')^2 + (\mu_\alpha \cdot \cos \delta)^2}$$

$$\tan P = \frac{\mu_\alpha \cos \delta}{\mu_\delta}$$

μ_α, μ_δ - složky odpovídají tečné, tangenciální rychlosti

ϑ - úhel mezi přímou a \vec{v}



radiální rychlost

$$v_t = v \sin \vartheta$$

$$v_r = v \cos \vartheta$$

Pozorovatel měření radiální rychlosti z Dopplerova posunu

v_r v km/s ve spec. teorii relativity

$$\frac{\nu}{\nu_0} = \frac{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}}{1 - \frac{v}{c} \cos \vartheta}$$

$v \ll c \rightarrow$
 $\vartheta = 90^\circ \quad v_r = 0$

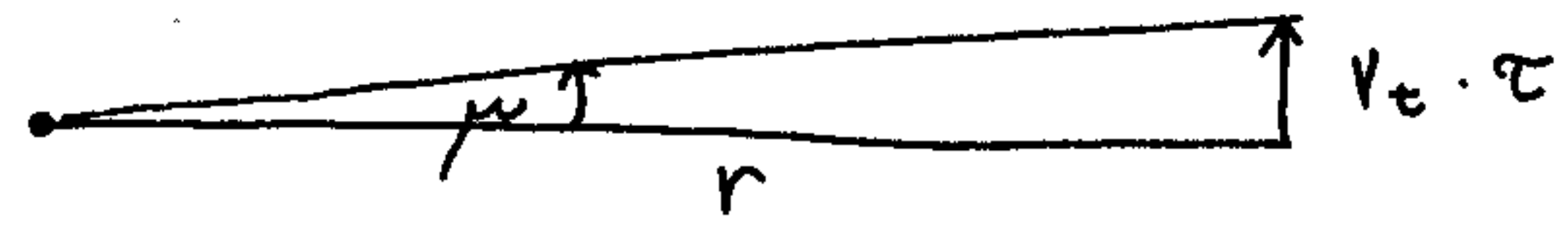
$$\frac{\nu}{\nu_0} = 1 + \frac{v \cos \vartheta}{c} = 1 + \frac{v_r}{c}$$

transver. rychlost

Pro v_r vypočítat, známe-li ν a ν_0 pozorovanou a laboratorní (klidovou) frekvenci ν_0

4.8 - pokračování
 - pro malé, nerelativistické rychlosti lze jednoduše určit velikost radiální rychlosti

Převod $\mu \leftrightarrow V_t$



- μ - měříme v $''/rok$
- V_t - v km/s
- r - v pc ; $1 pc = 3,086 \cdot 10^{16} m = 3,086 \cdot 10^{13} km$
- τ - délka tropické roku v sekundách:
 $\tau = 3,156 \cdot 10^7 s$

$$V_t = \mu \cdot r = \frac{\mu}{''} \frac{pc}{rok} = \frac{\mu}{''} \cdot \frac{3,086 \cdot 10^{13} km}{3,156 \cdot 10^7 s} \frac{km}{s} =$$

$$V_t = 4,74 \frac{\mu}{''} \frac{km}{s}$$

- délka křivé složky, směr dán poměrem μ_α, μ_δ
 - poziční úhel \rightarrow vektor $\vec{V}_t + \vec{V}_R$ definují vektor rychlosti objektu vzhledem k pozorovateli

Pro složky vektoru \vec{V} v souřadnicích kartézských spojených s 2. ekvatoriální soustavou (x míří k r , z k pólu) platí:

$$\left. \begin{aligned} x &= r \cos \delta \cos \alpha \\ y &= r \cos \delta \sin \alpha \\ z &= r \sin \delta \end{aligned} \right\} \begin{aligned} x &= V_r \cdot \frac{x}{r} = z \cos \alpha \mu_\delta - y \mu_\alpha \\ y &= V_r \cdot \frac{y}{r} = z \sin \alpha \mu_\delta + x \mu_\alpha \\ z &= V_r \cdot \frac{z}{r} + r \cos \delta \mu_\delta \end{aligned}$$

- $\mu_\alpha; \mu_\delta$ v radiánech / s
- x, y, z, r v km

Vektor \vec{V} + polohový vektor \vec{r} - dává jistě předpoklad polohy \vec{r} nejbližším čase - po případ, že by mezi kosm. tělesy nepůsobila gravitace (obecní interakce) → bersilové přiblížení

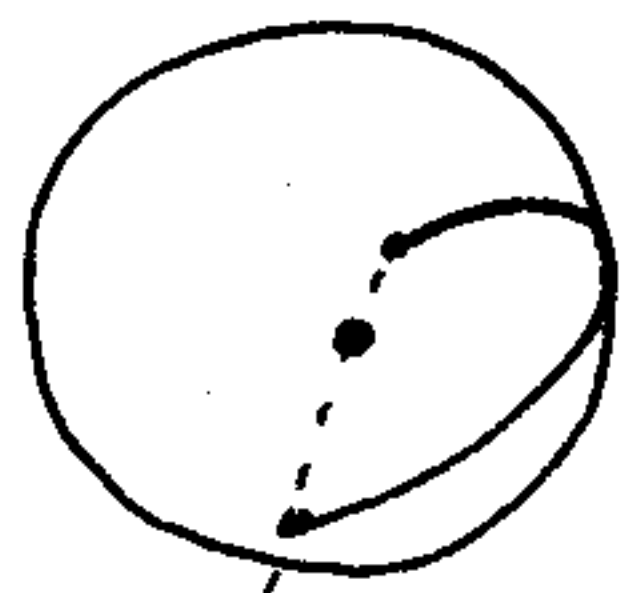
2. Newtonův zákon: $\vec{F} = m\vec{\ddot{r}} = 0 \rightarrow$

$\vec{r} = \text{konst}$

$\vec{v} = \text{konst.}$ - rychlost se nemění

Pohyb tělesa v bersilovém přiblížení pozorovaný z jednoho místa
Těleso se vůči pozorovateli pohybuje rovnoměrně a přímočarě rychlostí \vec{v}

Trajektorie - přímka
pohyb se děje v rovině určené přímkou a pozorovatelem - průsečnicí je hlavní kružnice (dráha pozorovaná ze Země - polovina kružnice)

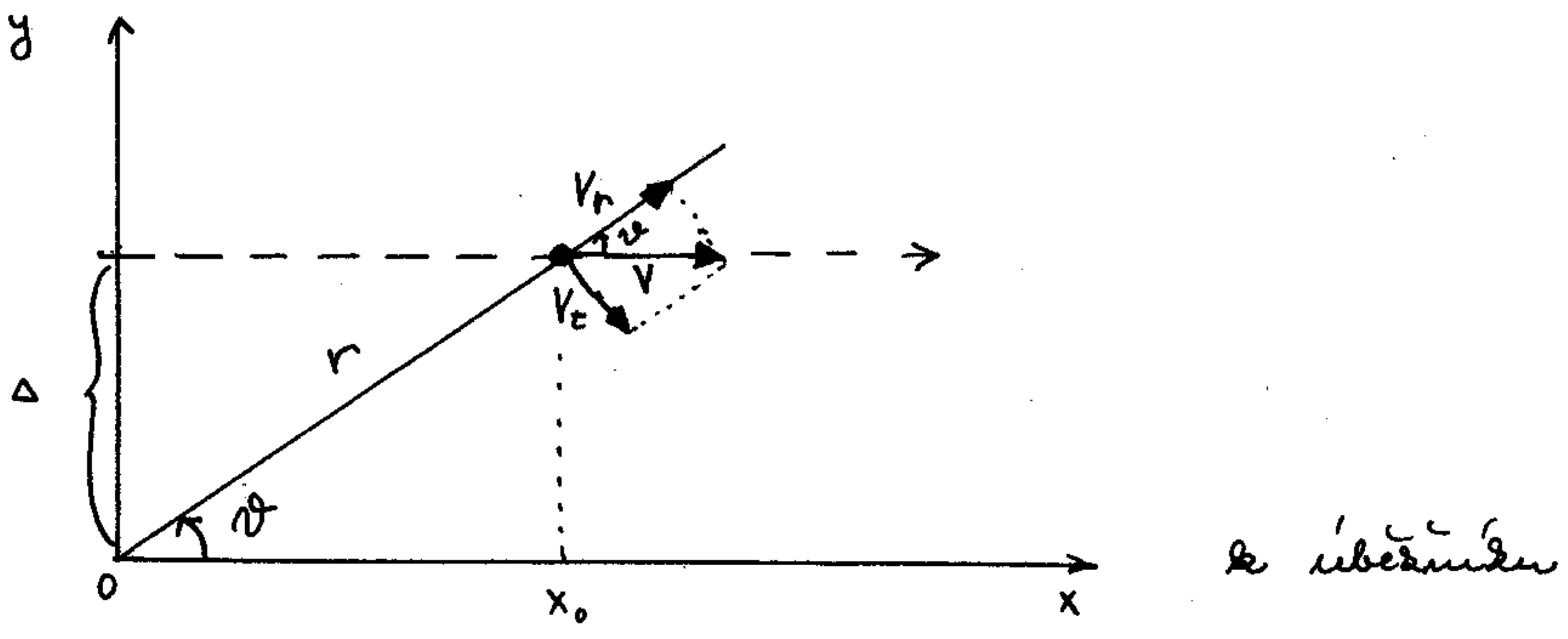


oběžná dráha

- těleso se objeví ~~na~~ v určitém bodě oblohy, pak po oblouku hlavní kružnice projde do protilehlého bodu

Hlavní kružnice dráhy - pol dán vektorovým součinem \vec{r} a \vec{v} v libovolném okamžiku

Transformaci - otočením lze zvolit takovou soustavu sférických souřadnic, kde hlavní rovina \equiv rovina dráhy - pohyb se děje jen v ní
osa x - ve směru pohybu



$$V_r = V \cos \vartheta$$

$$V_t = V \sin \vartheta$$

$$\vartheta = \arctg(\Delta/x_0)$$

$$\mu = V_t / r$$

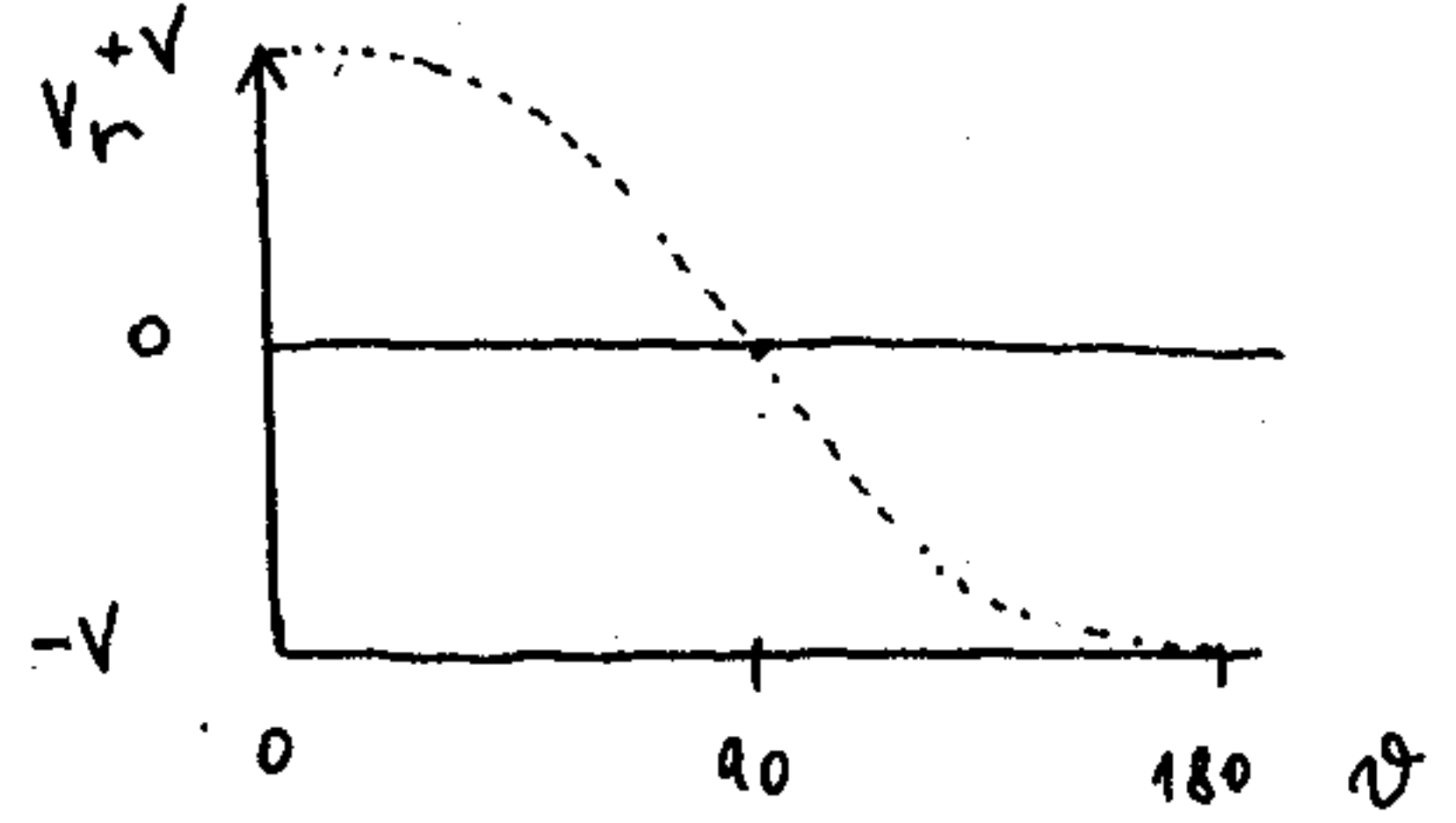
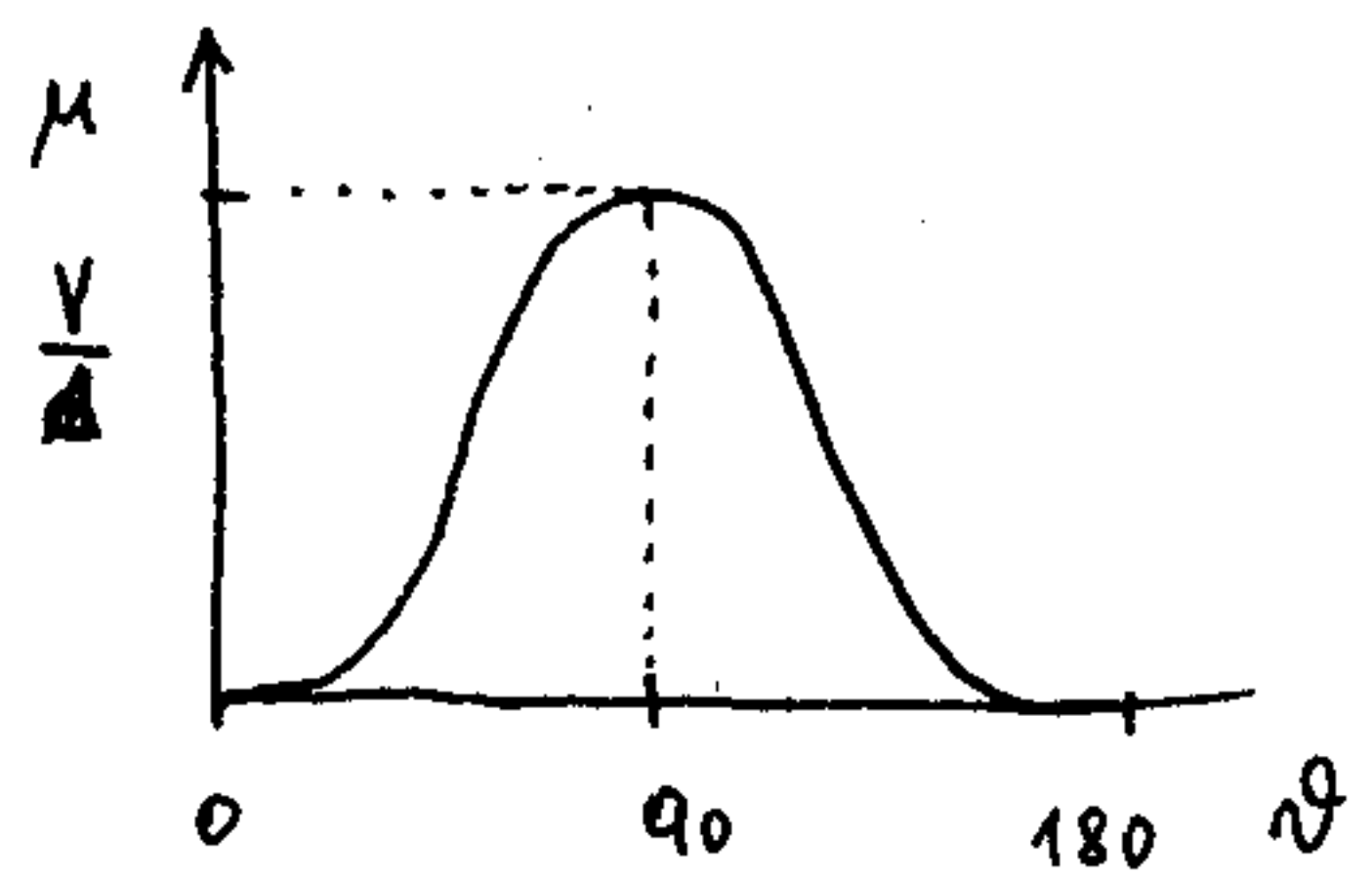
$$x = x_0 + V(t - t_0) =$$

$$y = \Delta$$

$$r = \sqrt{\Delta^2 + x^2}$$

$$r = \Delta / \sin \vartheta$$

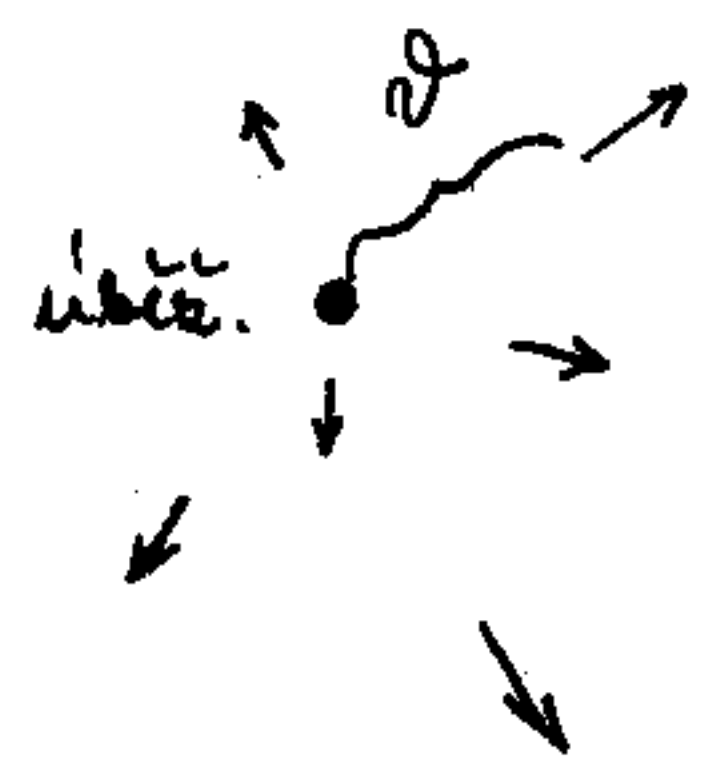
$$\Rightarrow \mu = \frac{V \sin \vartheta}{\Delta / \sin \vartheta} = \frac{V}{\Delta} \sin^2 \vartheta$$



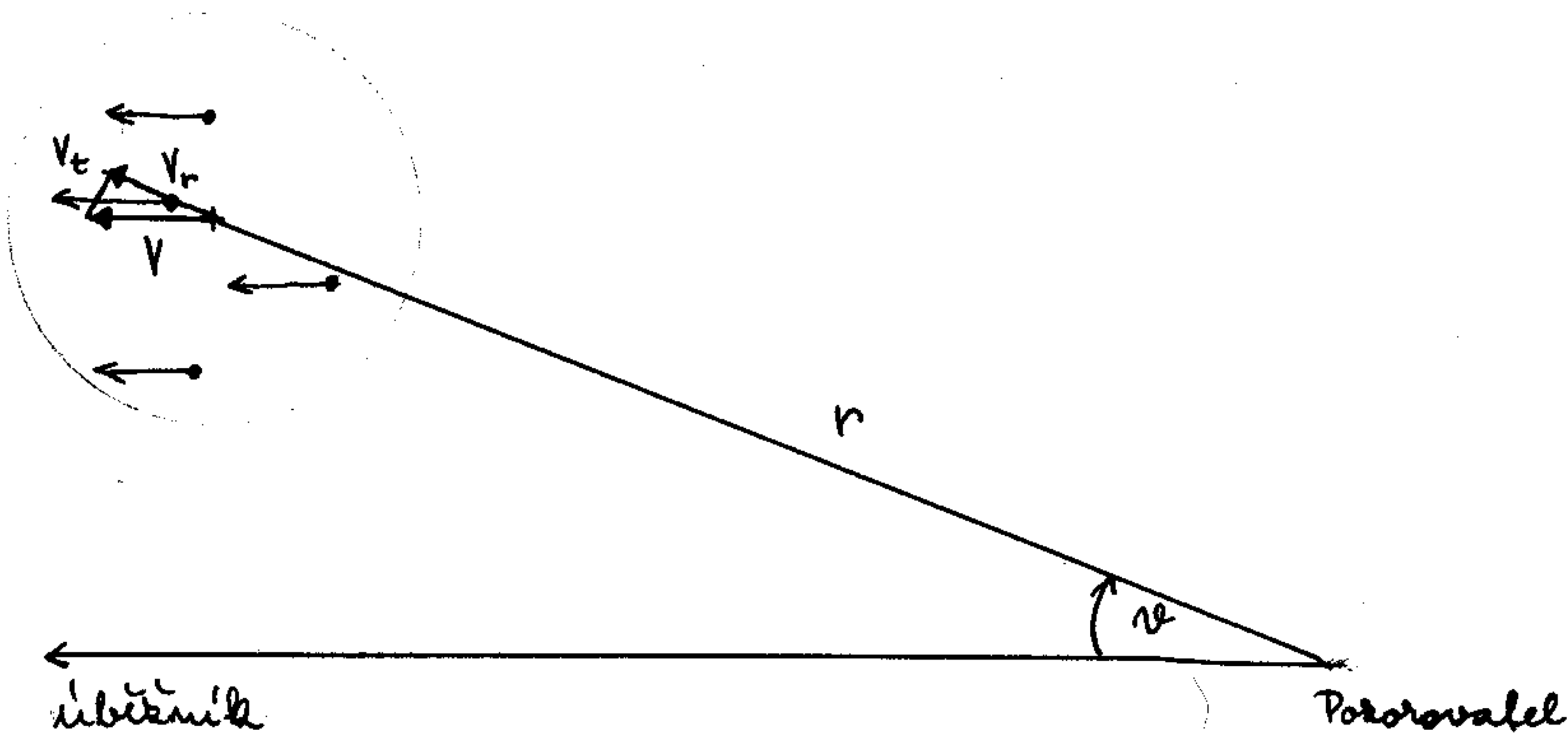
Budeme-li znát μ , V_r a ϑ - můžeme vypočítat vzdálenost: $V_t = V_r \operatorname{tg} \vartheta$ $r = V_r \operatorname{tg} \vartheta / \mu$ - ? ϑ

Rovnoběžný proud hvězd, meteorů

- společná rychlost - úběžník
 různé roviny, různé Δ \rightarrow výsledkem



společný úběžník +
 rákos a ubývání vzdálenosti
 metoda měření vzdálenosti
 pomocí pohybových hvězdokup
 Hyády



$$V_t = V_r \tan \alpha$$

$$\bar{r} = \frac{\overline{V_r} \cdot \Delta \vartheta}{\mu}$$

$$r(\text{pc}) = \frac{\overline{V_r} \cdot \Delta \vartheta}{4,74 \mu''}$$



metoda nezávislá na
astrofyz. vlastnostech *
→ možnost stanovení
skutečné vzdálenosti
skupiny hvězd - parallax
represné

Prostorové rychlosti hvězd v okolí sluneční soustavy
velmi různé

Barnardova * - 108 km/s - minimální
vzdálenost od Slunce ca 10 000 let (projde 3,74
ro. rokem)

* jiné hvězdy putují se ☉ současně
dávno různou příslušností k hvězdným populacím

Pohyb ☉ vůči okolním hvězdám - lze
zjistit statistickým vyhodnocením středních
hodnot V_r a vlastních pohybů - Slunce
se rovná pohybu - zjistil to
já Herschel

~ +19 km/s směrem do Herkulu

4.9 Gravitační efekty

- teorie gravitace = obecná teorie relativity
- řada důsledků - gravitace ovlivňuje výsledky měření - je nutné je korigovat od tyto efekty

Težký OTR

1. Slavné příčky apsid - dohadáno u Merkuru $(43,11'' \pm 0,45'')$ / století - po opravě vstupu pomocí přiblížení reálných grav. sil od těles teoret. hodnota $43,03''$ / století

- čas plyne jinak rychle v per. a af. jítě lépe v rel. pulsaru 2 M_H slavní o mnoho řádů rychlejší

2. Gravitační červený posuv z (fotony v grav. poli ztrácejí energii)

$$\frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = z = \frac{1}{\sqrt{1 - \frac{r_g}{R}}} - 1$$

poloměr

r_g - gravitační poloměr (Schwarzschildův)

$$r_g = \frac{2MG}{c^2} = 2,96 \text{ km} \cdot \frac{M}{M_\odot}$$

$$\text{☉} \dots 8,8 \text{ mm}$$

$$z = \frac{1}{\sqrt{1 - \frac{r_g}{R}}} - 1 \approx \left(1 - \frac{r_g}{2R}\right)^{-1} - 1 = \frac{r_g}{2R}$$

$$z \approx \frac{v}{c} \Rightarrow v \sim c \frac{r_g}{2R}$$

$$\mu \odot \sim 0,65 \text{ km/s}$$

$$\mu \text{ BT } M=1, R=5000 \text{ km}$$

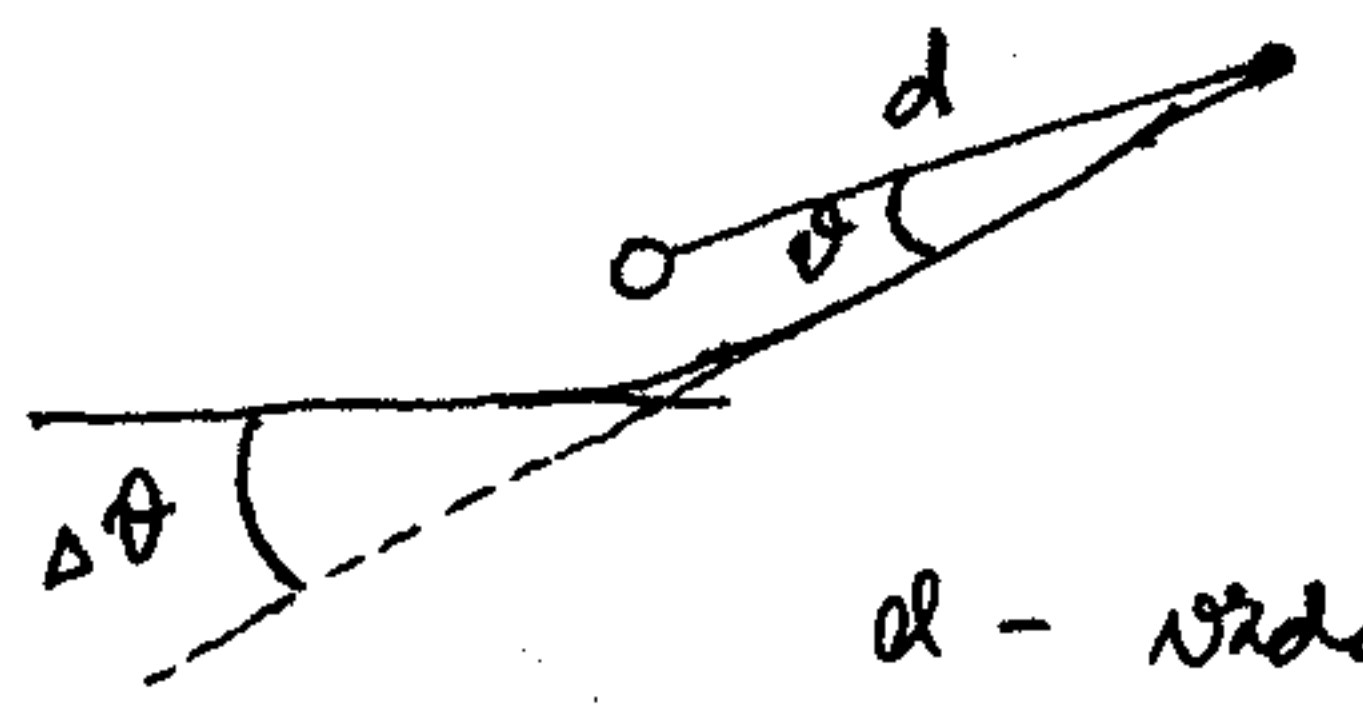
nadbytkový červený posuv ~ Dopplerovský 88 km/s

prům. ~ 65 km/s

u NH $r_g = 1,3 \cdot 2,96 = 3,85 \text{ km}$
 $R = 14 \text{ km}$
 $z = 0,15 !$ $v_g = 45000 \text{ km/s}$

posun energie annihilacia $e^- + e^+ \sim 510 \text{ keV}$
 $\rightarrow 435 \text{ keV} !$

3) Gravitační ohyb světla - ičlyška v grav. poli - pod úhlem $\vartheta \rightarrow \vartheta' = \vartheta + \Delta\vartheta$



$$\Delta\vartheta = \frac{r_g}{d} \frac{(1+\cos\vartheta)}{\sin\vartheta} = \frac{2r_g}{d} \frac{1}{\vartheta}$$

d - vzdálenost $\vartheta \rightarrow 0$

u \odot $\Delta\vartheta = 1,75'' \frac{\vartheta}{\vartheta}$ ϑ - úhlový poloměr
 ϑ - úhl. vzd. od centra hvězdy
 $\frac{2r_g}{R}$

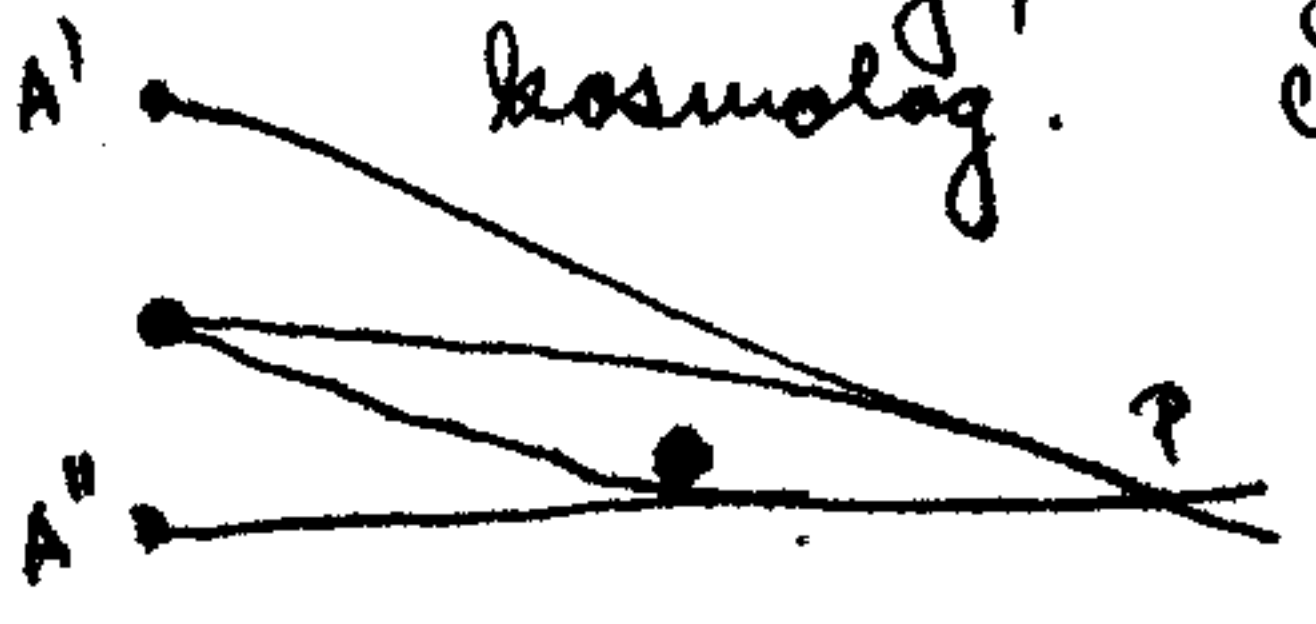
- dobře možno testovat při zatměních, kdy je hvězda \odot zakrytá a jsou viditelné *

u BT $\sim \Delta\vartheta = 4' \cdot \frac{\vartheta}{\vartheta}$
 Sirius B

u NH $\Delta\vartheta = 32^\circ \cdot \frac{\vartheta}{\vartheta} !$ rozestup * * kolem NH

podivné zobrazení

gravitační čočky - jejich význam ve vesmíru - kvasary, dvojití kvasary se stejnými kosmolog. čer. posuvem !



4.10 Zemská atmosféra a její vliv na pozorování

Zemská atmosféra - vnější obal Země - spojitě přechází do okolního kosmického prostoru
většina pozorování probíhá na dně vodorovného oceánu - pozorování příměrnosti atmosféry porovnáváno

Vnější obal - v menších výškách poměrně stejnorodý a sférický x výskyt velké odchylky od kulového tvaru. Přislabení Slunce (záření, sl. vítr)
- vnější atmosf. δ protažena ve směru od \odot
20-40 R_{\oplus}

Atmosféra v přibl. hydrostatické rovnováze \rightarrow
směrem od středu δ klesá atmosférický tlak
a mění se teplota - různé vrstvy

Chemické složení atmosféry

- výsledek předchozího vývoje - zemská atmosféra dýchotná - vznikla dodatečně, prvotní atmosféra již odvanuta

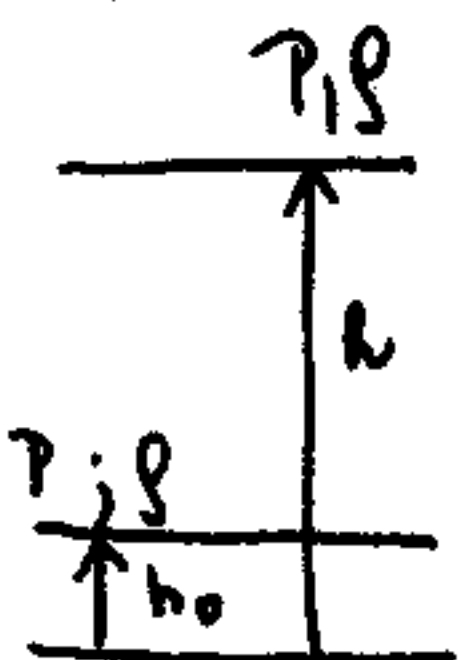
		objem	hmot.	
Současnost :	N_2	78,08%	45,52%	
vzhledem	O_2	20,95%	23,14%	
k such. vzd.	H_2O	< 2,8%	< 1,7%	proměnlivé 1:30
	Ar	0,93%	1,29%	
	CO_2	0,032%	0,052%	

Vertikální struktura atmosféry

- určena tíkovým polem δ , teplotou a chem. složením plynu
v izotermické, chem. homogenní atmosféře platí tzv. barometrická formule:

$$p(h) = p(h_0) \exp[(h - h_0)/H]$$

$$\rho(h) = \rho(h_0) \exp[(h - h_0)/H]$$



H - výška homogenní atmosféry, škála výšky
 - výška sloupce, kde tlak (\equiv hustota) klesne na 1/2

$$H = \frac{kT}{mg} = \frac{RT}{\mu g}$$

m - hmotnost částice g - gravitační zrychlení
 R - plynová konstanta T - absolutní teplota
 $\mu = \frac{m}{m_H}$ - střední atomová hmotnost částice vzhledem k molekulové hmotnosti

$\bar{\mu} = 28,97$ $k = 1,3804 \cdot 10^{-23} \text{ J/K}$
 $\bar{m} = 4,81 \cdot 10^{-26} \text{ kg}$

$\bar{T} = 0^\circ\text{C} = 273 \text{ K}$

$H = \frac{1,381 \cdot 10^{-23} \cdot 273}{4,81 \cdot 10^{-26} \cdot 9,81} = 7990 \text{ m}$

Standardní atmosféra (střední) H = 7996 m

Barometrická formule platí jen pro homogenní atmosféru - $\mu(h) = \text{konst.}$ - v nižší výšce splněno - vlivem konvekce a turbulence promíchávání \Rightarrow sjednocení chem. složení
 - škála výšek je pro všechny složky vzhledem k chem. difuzi - opačný trend - snaží se realizovat pro každý plyn vlastní škálu výšek
 Difuze převládá nad konvekci $h \geq 100 \div 120 \text{ km}$

$n \sim 10^{18} - 10^{19} \text{ e}^-/\text{m}^3$

- jako úroveň - homeopauza

Pod homeopauzou - homosféra - chem. homogenní
 nad homeopauzou - heterosféra - chem. různorodá

$H \sim \mu^{-1} \rightarrow$ hlavní složkou vnější atmosféry He, H (ve výšce několika set km)

vodíková globorona \sim řáda 10^3 km nad σ

Disipace atmosféry - zejména z vnějšíku

→ s časem ulegla' zastaveni' H₂ a He - prvku charakteristickych pro prvku' atmosféry planet (x u obich a velkych planet se udrzi' - velke' q, male' I)

Teplota atmosféry - urcena tepelnou rovnovahu - spodni' cast' atmosféry plne' nebo castecne' nepruhledna' pro infraero. zarení povrchu ☉ a samotné atmosféry - na nepruhl. se podileji' zejmu. triatomové molekuly (CO₂, H₂O aj.)

Slunečni zarení pronika' atmosfé. , ohri'va' povrch a spodni' (husté) casti atmosféry → tyto casti vyparaji' zejmena v IR ($\lambda \sim 1/T$) - toto zarení atm. pohlcuji' → teplota smerem od povrchu ☉ klesa' - pojemuje se tu tzv. sklenikový efekt

vrstvy atm.
(0 ÷ 12) km

Oblast, kde s výškou klesa' teplota - troposféra - h = (0 ÷ 12) km / nad mořem kde probiha' tzv. počasí - nej hustší cast' - nejvíce ovlivniji' optická pozorování

12 km horní hranice troposféry - tropopauza (T → -55°C) - odtud je hustota malalik

(12 ÷ 50) km stratosféra - inverzní vrstva teploty -55°C → 0°C

50 km stratopauza - maximum, pak opět pokles 0°C

(50 ÷ 80) km mezosféra 0° → -90°C

85 km mesopauza - kde se na částicách mezifl. prachu kondenzuji' krystal-ky ledu - svítící noci (perletové) mraky

> 85

termosféra T roste a vyžkau

- kde vyžka' deplota udržovaná pohlcováním UF kvant $\lambda < 120 \text{ nm}$

absorpce vede k fotodisociaci molekul a ionizaci atomů \rightarrow nabité částice, iony

> 70

ionosféra - odraz radiovln dlouhých λ

> 1000

exosféra

magnetosféra - interakce s nabitými slunečními

větrům - deformace 10,5 R \oplus ke \odot

13,5 R \oplus od \odot

18 R \oplus - čvrtka Země

Atmosférický tlak klesá : na hladině moře $P_0 = 1,013 \text{ MPa}$
, vyžkau

$1/10$ $h = 16 \text{ km}$

10^{-6} $h = 100 \text{ km}$

10^{-9} $h = 160 \text{ km}$ } zde mohou
 10^{-11} $h = 500 \text{ km}$ } letat
draci

Průběh sluneční aktivity, hurikány, deploty - není konstantní periodické a aperiodické změny (roční doby, slapy, sluneční cyklus)

Variace i s geografickou šířkou + vliv rotace \oplus
- vznik počasí - omezení se na troposféru

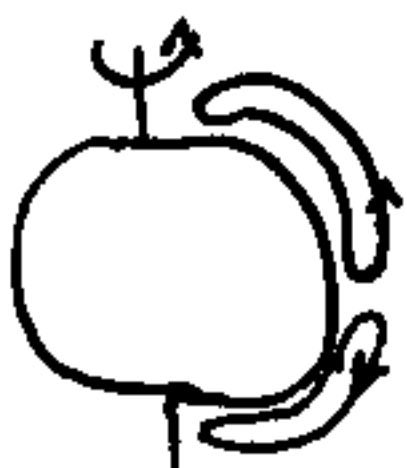
cyklony vysoký tlak
anticyklony nízký tlak

Oblastí cirkulace v atmosféře

- polární oblasti dostávají méně záření než rovníkové \rightarrow vznik cirkulace

vzduch na rovníku se zahřívá a putuje venku

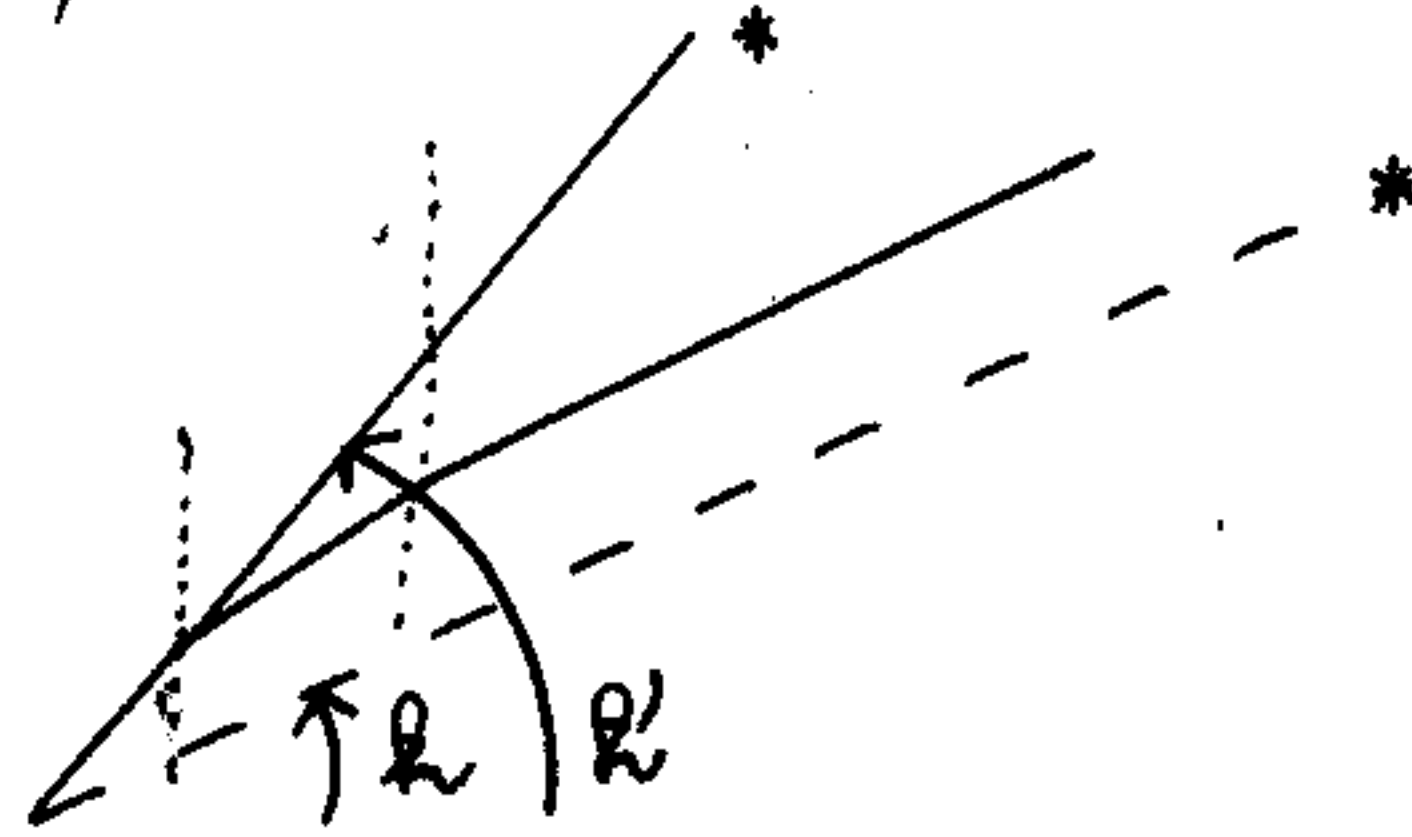
Coriolisovy síly odchylní ubíhající vzduch v meridionálním směru



Typické mraky obsahují 10⁶ kapeček / m³
 In 1g tekutá voda (rozměry kapek 1-100 μm)
 Kapka deště 1 mm v průměru - 10⁶ kapek
 mráčka

vlivy atm.
 na pozorování

Refrakce - vzhledem ke klesající hustotě vzduchu a rostoucí výšce klesá i index lomu vzduchu - vlny optické prostředí, v němž dochází k lomu



h' pozorovaná výška nad obzorem
 h skutečná výška

důsledkem je posun směrem ke všem objektům k zenitu

$$R = h' - h = z - z'$$

R refrakční úhel refrakce

aproximace nejjednodušší

$$z = 90^\circ - h$$

$$R = 58'' \cdot \lg z$$

$$R = 58,3'' \cdot \lg z - 0,064'' \cdot \lg^3 z \quad \text{do } z < 80^\circ$$

lepší: přesnější

- musí zahrnout vliv teploty a tlaku a rostoucí teplotou se ~~z~~ zmenšuje a rostoucí tlakem zvětšuje na vlnové délce - krátkovělné se více láme

z'	z
80°	80° 5'
82°	82° 7'
84°	84° 8'
86°	86° 12'
88°	88° 18'
89,51°	90° 00'
90°	90° 35'

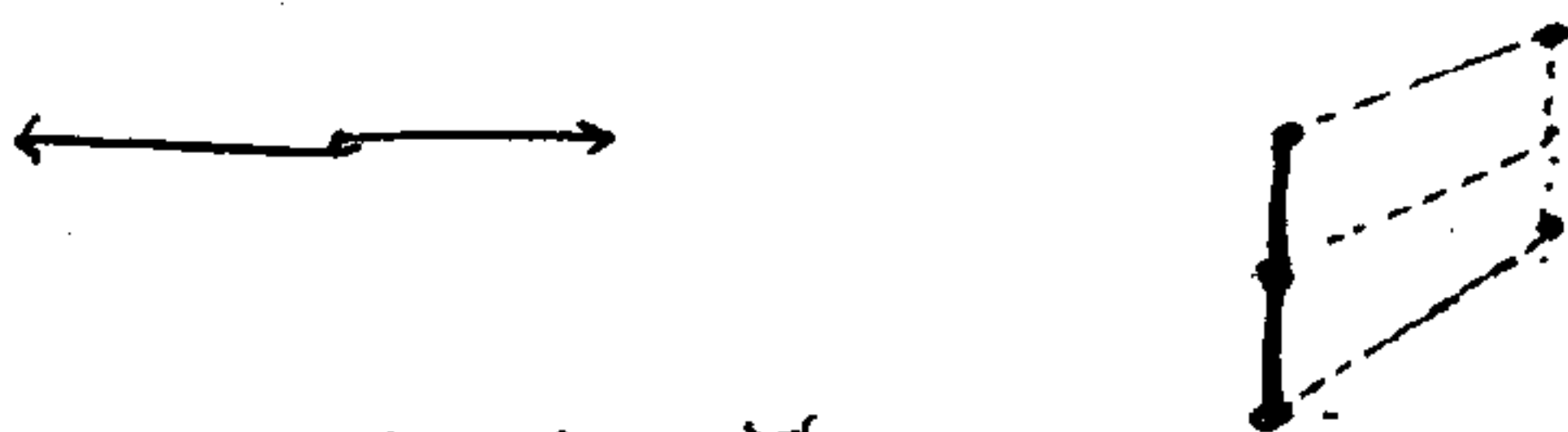
=> jestliže je objekt v zenitové vzdálenosti 90°!

jeví se ~~jeví~~ 89,51°
 R = 1460''

je-li objekt přesně na obzoru, je z = 90° 35'
 R = 212 1/3''

Jak hluboko je Slunce, když právě zapadá?
 - sluneční kotouč - poloměry 16'
 horní okraj $z' = 90^\circ$ - $z = 90^\circ 35'$
 střed slunce $z + 16' = 90^\circ 51'$

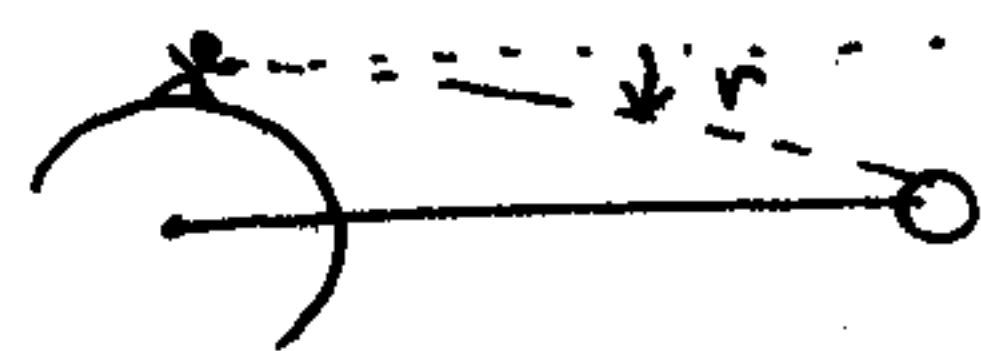
Proč je Slunce při obzoru zploštělé (i Měsíc)?
 - refrakce měkčuje rovinu rovnoběžnou s obzorem



extrémní případ - spodní okraj slunce na obzoru - ve skutečnosti je 35' pod ním
 \Rightarrow horní okraj 3' pod ním \rightarrow posun horního okraje o 24'
 Kotouč slunce - oval 32' x 24'
 - obecně zploštělý 3° ... 5% zkrácení
 5° ... 3%

U objektů blízkých - družice, Měsíc - není refrakce tak výrazná - je zkrácena o tzv. parabolickou refrakci

$$r = \frac{474''}{\Delta} (1 + \tan^2 z) \sin z$$



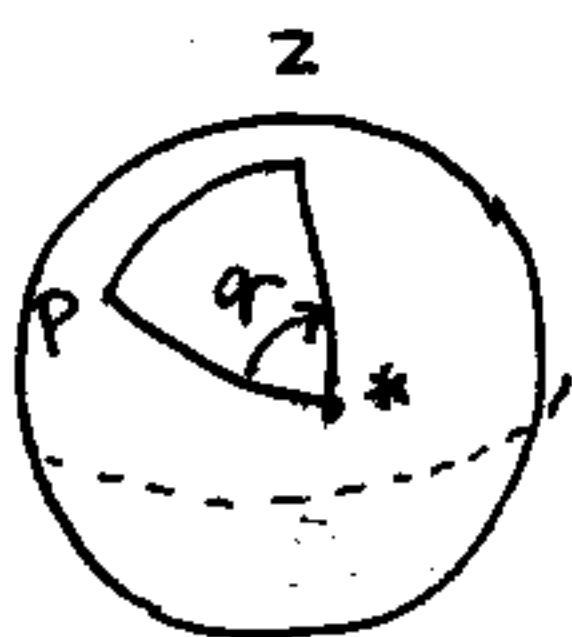
Δ - vzdálenost v km $(R - r)$!

Pro refrakci na pozorované rovnoběžné souřadnice:

$$\begin{aligned} z' - z &= -R \sin q \sec z \\ \delta' - \delta &= R \cos q \end{aligned}$$

q ... parabolický úhel (pól - objekt - zenit)

$$\sin q = \cos \varphi \sin t \operatorname{cosec} z$$



Scintilace svetla hvězd a planet

- "blikání" bodých zdrojů - charakteristické pro reálnou oblohu, vzdálené světelné zdroje
- důsledek změn indexu lomu vzduchu v měnící se atmosféře

důvody změn ind. lomu : teplotní nehomog. hustoty
vody páry

Existence vládních nehomogenit - vzdálené výhy cca desítky cm
Příčina

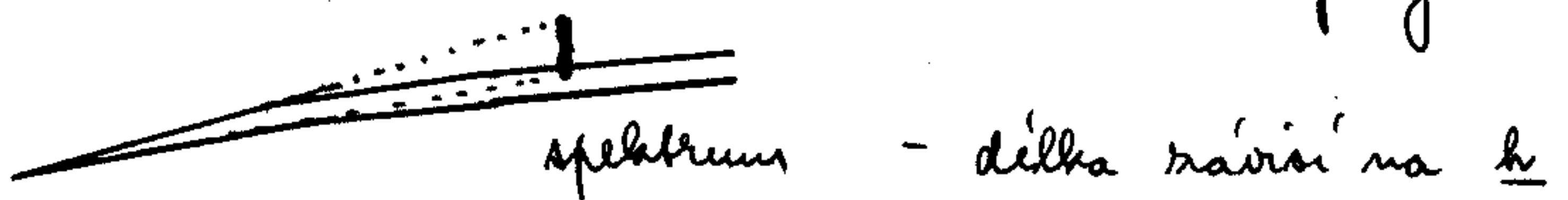
a) variace jasnosti - (říkána pro PL oblo)
 ← tenel s různou propustností

b) změna směru ~ obem neviditelné ~ až 20" - "seeing" - hlavní nepřítel hvězdné spektroskopie

pohled na hvězdu - difrakční kolacek
přibývá x mědy kompletní rozmytý kolacek
- paprsek křes hvězdy může přijít z různých směru - když dalekohled sumarizuje světlo z větší plochy - pohled na obraz z větší dalekohledu obem rozmytý si


mista
s id. seeingem
Majdanak
x s < 1"
Ondřejov
~ 5"
||| ← obraz na sd.

c) změna barev hvězd - výrazné barevné oddělení - dáno tím, že paprsky jedné hvězdy do oka vstupují po různých dráhač podle ulové délky
- refrakce je funkce λ
- hvězdy vidíme jako úseky - rozklad světla hranolem kemske atmosféry



ve skutečnosti viditelné až s pomocí dalekohledu
i při obzoru ~ 1'

dobře viditelné u Venuse při západu -
v obřecijím dalekohledu

"rozjetí kary" - nasazuje si červenou čočku
=> 1' 

Vzdálenost vln ~ desítky cm
modré paprsky jdou výš než červené -
rovněž desítky cm -> výsledk monochrom.
scintilaci - barevné proučky světla

d) scintilace planet a planých sljebku

- by scintilují méně
- ideál. průměr

trubice u * - tenel o průměru kolmice,
u planet - kurdil

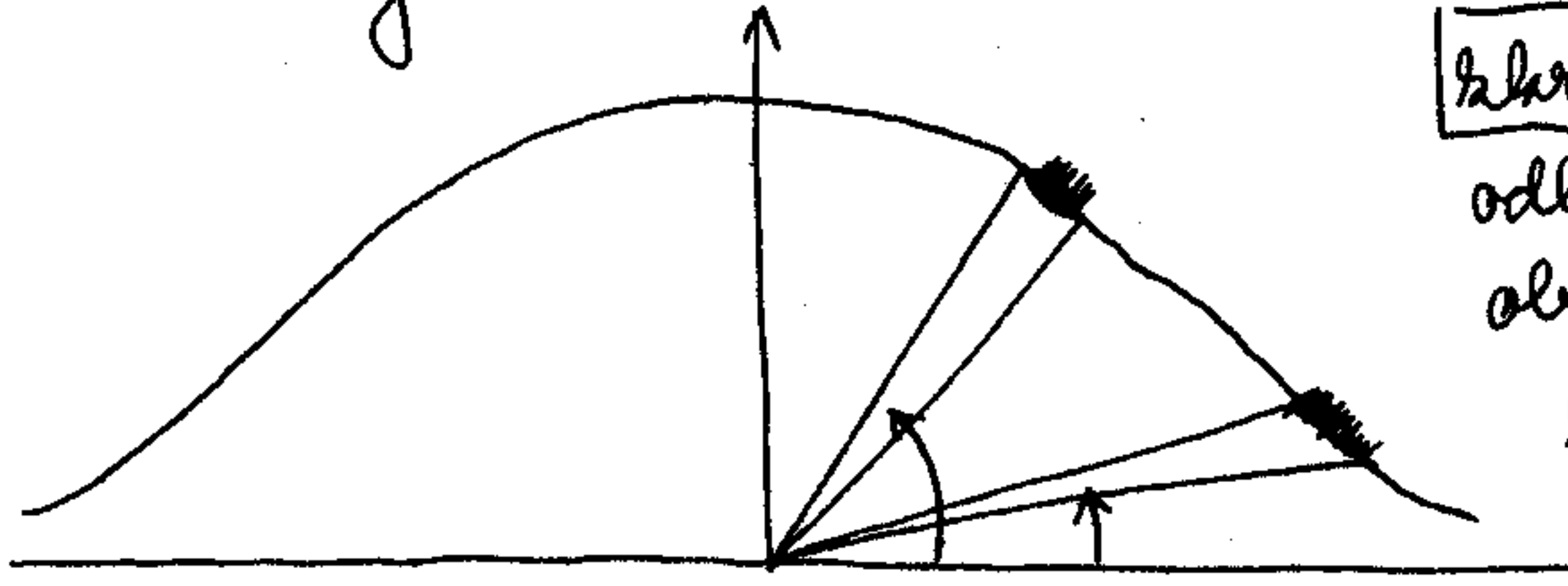
u Jupiteru 2 km nad povrchem 60-100 cm

- už zahrnuje více vln
dlho u komet, mlhovin

Při závisi na výšce nad obzorem - velka' -
-> mala' scintilace

"Nebeská sféra"

- vnímání oblouky a nebeských těles -
individuální, závisi na zkušenosti - pozorbe',
podvědomě si odvažime i při posuzování
oblouky -



[zkreslení] -
odhad výšky nad
obzorem, poloha
zenitu,

subjektivní "roztěnění" průměru Měsíce a
 Slunce - vycházející úplně - impozantní
 - srovnáváme jej se vzdálenější oblohou
 - tím je větší
 x pohledem obvyklejší kubici - dají se
 změřit
 jednoduše nemají pocit zplachlosti

Světlo oblohy

- denní obloha - světlo pochází z rozptýlení
 slunečního záření na slunečních molekul
 vzduchu - Rayleighův rozptyl
 $R \sim \lambda^{-4}$ - světlo denní oblohy není
 čistě modré - je to směs
 všech spektrálních barev
 maximum 430 nm

Denní obloha intenzivně září
 - jas oblohy - kolik magnitud / 1⁰⁰ ?

jasná obloha
 15 min po západu
 30 minut
 měsíčná noc

"ideální obloha" (kolik * 10 mag / 1⁰⁰)

- světlo noční oblohy : neznalík složit
- a) Mléčná dráha, sl. * 16 (pól G.) ÷ 140 (ml. dr.)
 - b) protisvit 50
 - c) zvláště červené světlo 60 - 100
 - d) čarové spektrum oblohy - 0, N
 - e) polární záře

Celkem - zemit

fotozr. oblast	145	h = 15°
vizuální	290	290
		380

intenzita záření noční oblohy - je sluneční činností
- dále svítí obloha díky lidské činnosti

- jas oblohy závisí a) koncentraci rozptýlených center (mluky molekul, aerosoli)
- b) na úrovni světelného toku vyslučujícího vlnění

=> světelné znečištění atmosféry - hlavně nepřítel astr. pozorování - američe měří kvádruu velikost - úroveň jasů poradi důležitější než propustnost (transparance) ovzduší

Propustnost zemské atmosféry

- výsledek interakce záření s atmosférou
 - záření a) absorbováno - pohlceno, ^(oran) vlnový pohyb vyžáráno v IR (nejčastěji)
 - b) rozptýleno - oddečeno od původního směru - (Rayleighův rozptyl, prach)
- extinkace - zeslabení světla

Na duři zemské atmosféry možno pozorovat kosmické objekty jen v omezeném intervalu vlnových délek mimo - pohlceno, rozptýleno zcela

0 - 300 nm - pohlceno O₃, rozptýleno Rayleighovým rozptýlením ~ λ⁻⁴! prachem λ⁻¹

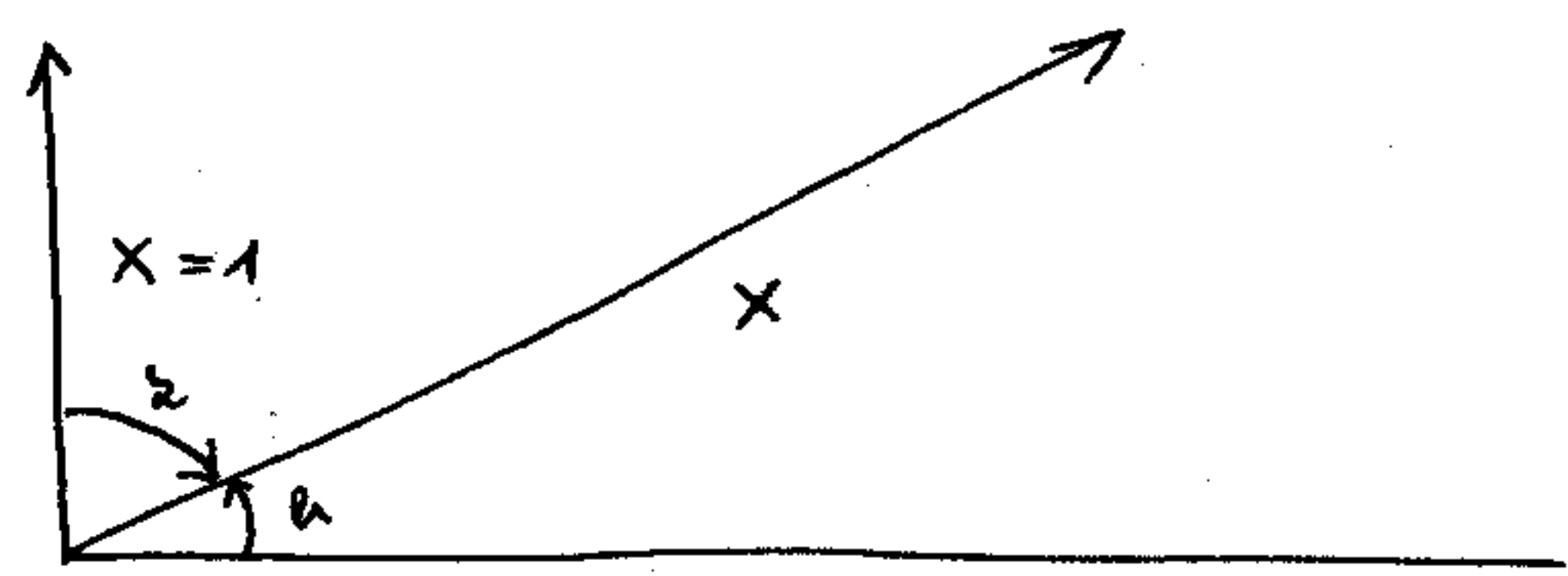
optické okno

- IR záření - zde nízká propustnost atmosféry
- je množství vodní páry (absorp. páry)
- ideální kvádruary na pólech

radiace okno 10⁻² μm a delší vlny

Balony, stratosférická letadla, druzice, sondy

$\Delta m \sim k_\lambda \cdot l \leftarrow$ dráha paprsku
 \uparrow vlastnost prostředí



X - vzdálená hvězda
 - fce reálné vzdálenosti

Extinkce v magnitudách E_λ

$$E_\lambda = e_\lambda \cdot X$$

Atmosférická extinkce - přímý, dobrý

konst. složky

- (a) Rayleighův rozptyl - $R_\lambda \sim \lambda^{-4} P \leftarrow$ slab
- směrný slabe v dolžněm místě
- (b) ozon ve vis. oblasti důležitý jen ve V

$$R_\lambda = 0,104 \cdot \left(\frac{\lambda_{ef}}{\lambda_v}\right)^{-4} \text{ mag} \cdot \frac{P(h)}{P(0)} =$$

$$= 0,104 \cdot e^{-\frac{h}{7996}} \cdot \left(\frac{\lambda_v}{\lambda_{ef}}\right)^4 \text{ mag}$$

barva	R_λ (Blna)	ozon	Blna	Pleso
R 400 nm	0,04 mag		0,04 mag	0,03
V 550 nm	0,10 mag	+ 0,03	= 0,13 mag	0,11
B 440 nm	0,25 mag		0,25 mag	0,21
U 365 nm	0,53 mag		0,53 mag	0,44

Výhleda vysokořské observatoře - krátší
 vzdálený sloupec

c) extinkce na prachových částicích, aerosolech
 + extinkce nezn. původu (v měst. podmínkách)

Pro měření veličina → rozdílná úroveň zaprášení atmosféry
→ extinkční koeficienty měřené v $\left\{ \begin{array}{l} \text{Brno} \\ \text{Pleso} \end{array} \right.$

- měřené	K_x	
K_V	= 0,416 mag	K_V = 0,190 mag
K_B	= 0,676 mag	K_B = 0,315 mag
K_U	= 1,078 mag	K_U = 0,634 mag

Závěr - v městských podmínkách rozložení extinkce na nečistotách v ovzduší vyšší nečistota
⇒ pozorovat a) v oblasti zenitu $X = 1 \div 1,5$
 $z = 0 \div 50^\circ$ $X = \frac{1}{\cos z}$
b) v dlouhové oblasti

Existování - měření extinkce

Uvažím tzv. extinkční hvězdy - standardy s dobře měřitelnou hvězdnou velikostí - výběr extrémně chladných a horkých hvězd

S - signál $m_{obs} = -2,5 \log \frac{S}{S_{MAX}}$

S_{MAX} - maximální měřený signál navázaný na M_{sk}

↑ pozorovaná hvězdná velikost
↓ skutečné hvězdné velikosti
↙ nulový bod měření

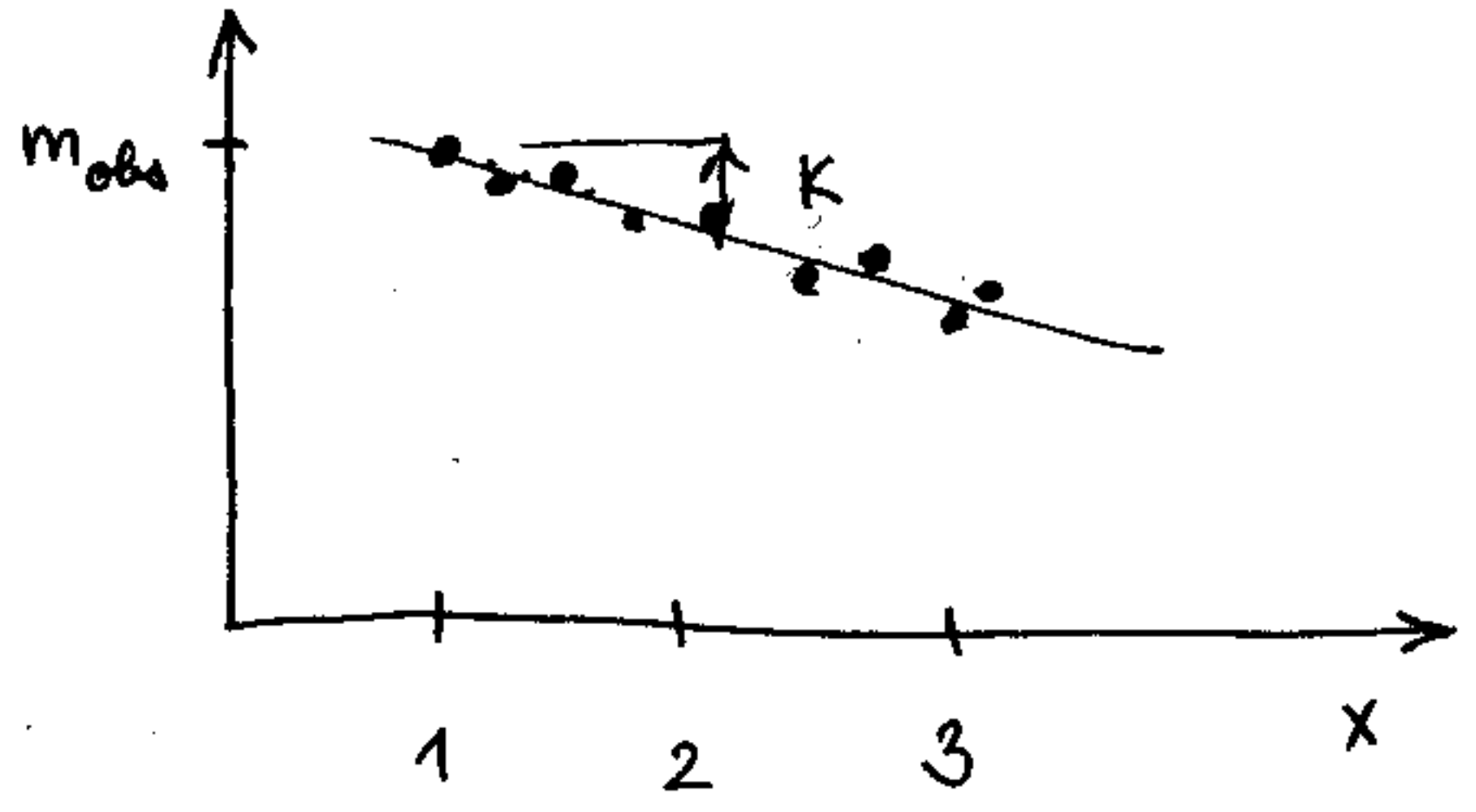
$m_{obs} = M_{sk} + \Delta m + K \cdot X$

↗ měření v zenitu a co nejvíce → velký rozdíl X

→ vyřešit Δm a K

Komplikovanější - extinkce závisí na barevném indexu hvězdy

• Ze sklonu Boquerovy přímky - slací měřit jin jednotkou hvězdné během noci



- musí být dobře splněno, že hvězda sama jasnost nemění, že se extinkce nemění během noci
 x i domácí výsledky
 - záporná extinkce

4.11. Výpočet okamžiků kulminace, východu a západu

Objekt - (α, δ) - souřadnice rovinové přečtené na okamžik pozorování
 S - hvězdný čas
 T - reálný čas - pásmový
 S(T) - jednorázový vztah
 ↗ hodinový úhel (jarního bodu)

Okamžik kulminace - čas, kdy platí

$S(T) = \alpha$ ← horní kulminace
 $S(T) = \alpha + 12h$ ← dolní kulminace

$T_{kul} = \underbrace{0,99727}_{\frac{365,244}{366,244}} [\alpha - \lambda - S_0]$ S_0 - střední hvězdný čas o Greenwichi 0h UT
 λ - zeměpisná délka

Jestliže zanedbáme změnu α během dne a refrakci, denní paralaxu, pak
 $T_V = T_{kul} - 0,9973 \cdot t_0$ t_0 - denní oblouk -
 hodinový úhel tělesa $h=0$

$$\cos t_0 = - \lg \varphi \lg \delta$$

je-li $\lg \varphi \lg \delta > 1$ - východ / západ neustanau

ke skutečnosti je nutno v úvahu brát

- a) refrakci u obzoru - 34'
- b) u Slunce a Měsíce průměr disku - 32'
- c) u Měsíce dlemi' parallaxu $\pi_H = 54'$
parallax oslabu'ch těles lze zanedbat
- d) deprese horizontu $1,8' \sqrt{H}$ H v m

$$Z = 90^\circ + \Delta Z$$

* planety :	$\Delta Z = 1,8' \sqrt{H} + 34'$
Slunce - h. okr :	$\Delta Z = 1,8' \sqrt{H} + 50'$
- d. okr :	$\Delta Z = 1,8' \sqrt{H} + 18'$
Měsíc - h. okr :	$\Delta Z = 1,8' \sqrt{H} - 7'$
- d. okr. :	$\Delta Z = 1,8' \sqrt{H} - 39'$

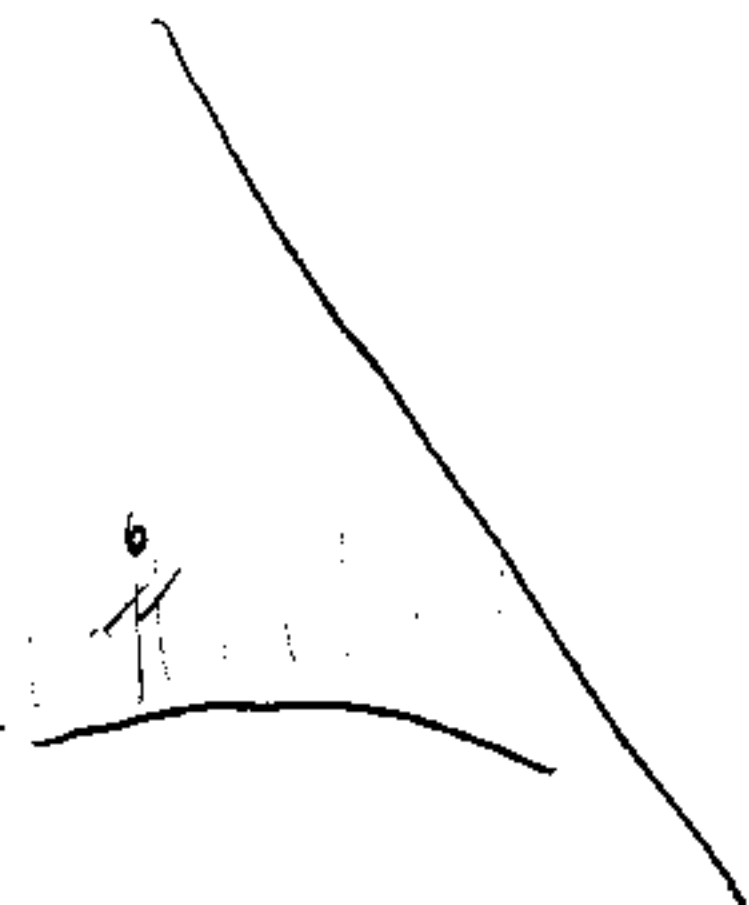
$$T_0 = t_0 \pm \frac{\Delta Z}{\sqrt{\cos(\varphi - \delta) \cos(\varphi + \delta)}}$$

t_0 - dlemi' oblouk $\lg \frac{t_0}{2} = \pm \sqrt{\frac{\cos(\varphi - \delta)}{\cos(\varphi + \delta)}}$

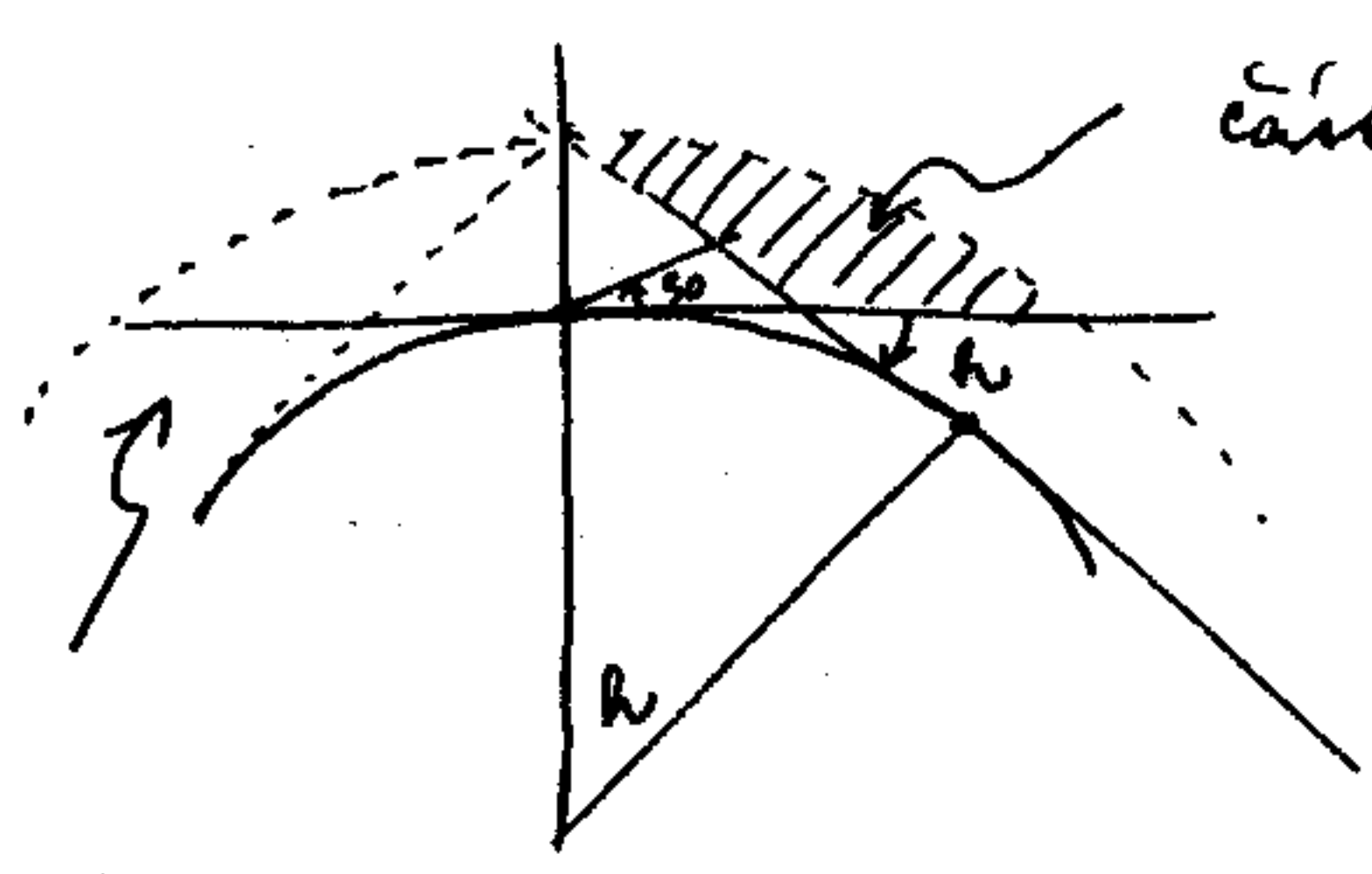
4.12 Soumrak

Soumrak - část dne po západu Slunce (večerní soumrak) a před jeho východem (ránní soumrak)

- proces postupného zeslabování / zesilování jasů oblohy - dává tím, že určitý úsek atmosféry nad pozorovatelem je osvětlen → zde dochází k rozplynutí slunečního záření - osvětlení pozorovatele



úroveň - výška středu Slunce pod vodorovnou rovinou



část osvětlená Sluncem

tri typy soumraků
h = 6° občanský, hvězdy
h = 12° nautický i velmi sl.
h = 18° astronomický

	$h = 6^\circ$	$h = 12^\circ$	$h = 18^\circ$	- bez refrakce
úroveň:	35 km	142 km	328 km	

Δt : délka soumraku; $(t + \Delta t)$ denní oblouk

$$\cos(t + \Delta t) = \frac{-\sin h - \sin \varphi \sin \delta}{\cos \varphi \cos \delta}$$

$$\cos(t) = -\operatorname{tg} \varphi \operatorname{tg} \delta \quad (\text{bez detail. efektů})$$

délka soumraku závisí na zem. šířce a deklinaci - na rovině obzoru

Na zem. šířce $\varphi = 60^\circ 33'$ v den letního slunovratu $h = 6^\circ$ pod obzorem - Slunce nikdy nesestoupí \rightarrow období bílých nocí

Podmínka, aby občanský soumrak trval celou noc

$$\delta \geq 90^\circ - \varphi - 6^\circ$$

$$\delta \geq 84^\circ - \varphi$$

astr. soumrak $\delta \geq 42^\circ - \varphi$

☛ vzhledem k tomu, že $\delta \geq 23,5^\circ$
 $\varphi \geq 48^\circ 33'$ Brno "astron. bílá noc" v době letního slunovratu

44

viditelnost umělých družic Země

podmínka: družice ještě osvětlená ☉ (družice občas
vstoupí do
stínu)

- čím výš, tím lépe splněno

x valná většina družic obíhá na nízkých
dráždách

- Slunce musí být níže pod obzorem

o pilnosti dlejší družice na nízkých dráždách

"pilnosti přelobsa družice"

o zimě méně družic než v létě

5 Pohyby Měsíce. Zatmění

5.1 Dráha Měsíce a její poruchy

Upravená trajektorie \odot kolem \oplus - elipsa
 $e = 0,055$ ($1/18$) $a = 384\,400$ km. Perigeum, apogeum
 $a \pm ae$; $363\,300 \div 405\,500$ km

Sklon dráhy k ekliptice $5^{\circ}09'$, pohyb v mat.
 kladném směru - jeden oběh více lunárním
 - siderický měsíc $\sim 27,32$ dne

Skutečný pohyb je ovšem mnohem komplikova-
 nější, popis vidělný:
 1) Poruchy dráhy značné
 2) Díky elipticitě \odot k \oplus i
 3) geocentrická polohy \odot k \oplus i
 by nejmenší odchylky napadne
 \Rightarrow parametry měsíční dráhy se neustále mění (set)
 v širokém rozsahu - periodické členy (až několik)

• např. Sklon dráhy $4^{\circ}58' \div 5^{\circ}20'$ perioda \approx půl roku
 Pohyb Měsíce - důležitý pro nebeskou mechaniku

Sekulární pohyby postihují i délku výstupného
 uzlu a délku perigea. Uzlová přímka se
 pohybuje proti pohybu \odot - perioda stáčení
 (kabaladní) - 18 let 7 měsíců (6493 dní)
 - přímka apsid (perigeum) se stáčí k východu
 - perioda 9 let (3232 dní)

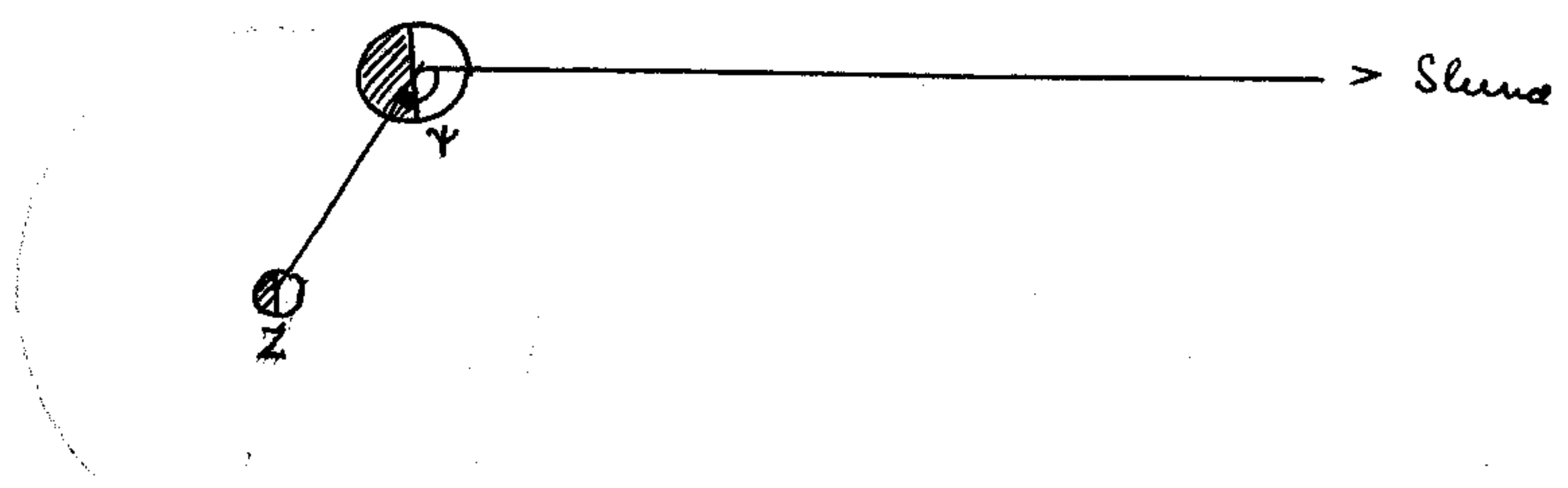
Na každou oblohu \odot stáčení uzlu $\sim 1,5^{\circ}$ \rightarrow
 sledujeme - li dráhu \odot mezi lunárními, vždy nová,
 nepřekrývající se dráha - návrat do původní
 polohy až za 18 let 7 měsíců
 pohyb uzlu určuje podmínky viditelnosti
 \odot - je-li výstupný uzel v blízkosti γ \rightarrow

pak je dráha \mathcal{C} mezi hvězdami své prostoru
 mezi rovníkem a ekliptikou - sklon měs.
 dráhy k rovníku - až $28^{\circ}36'$ ($23^{\circ}27' + 5^{\circ}09'$),
 naopak, je-li poblíž jarního bodu sestupný
 uzol \rightarrow úhel dráha \setminus rovník - $18^{\circ}18'$ \Rightarrow
 směry deklinace v 1. případě $+28^{\circ}36' \div -28^{\circ}36'$
 2. případě $18^{\circ}18' \div -18^{\circ}18'$
 - drastické rozdíly ve viditelnosti
 v současnosti výstupný uzol poblíž
 podzimního bodu

5.2 Pohyb Měsíce po obloze. Fáze Měsíce

- důsledek pohybu Měsíce kolem Země a zemské rotace
- mezi ** se \mathcal{C} v průběhu siderické periody pohybuje v průměrném směru proti směru hv. oblohy - opisuje nekřivčatou křivku
- neustálý posun vůči hvězdám zvěřinových souhvězdí

Pohyb \mathcal{C} po obloze doprovázen změnou měsíčních fází - výsledek vzájemné polohy Země - Měsíc - Slunce
 - mění se poměr osvětlené a neosvětlené části Měsíce pozorovaného ze Země



Fáze se vystřídají všechny (!)
 ↑ obvykle se vyjadřuje ve dnech, které uplynou

od posledního novu ($\gamma = 180^\circ$)

Prájemná konfigurace \odot, \oplus, \ddagger udává jak fáze, tak i viditelnost \odot na obloze

nov	- kulminace pravé poledne	nejvíce
1. čtvrt	$12h + 6 = 18h$	léto
úplněk	prava půlnoc	podzim jaro
3. čtvrt	6h	zima
		jaro podzim

Poloha \odot na ekliptice určuje i výpadnost \odot v určitých fázích - kdy vyspívá nejvíce nad obzor - amplituda závisí na délce výstupného úhlu

Perioda dvou fází - pohyb Měsíce vůči Slunci!

- synodický měsíc - doba mezi stejnými fázemi (aspekty) vůči \odot

$P_{syn} = 29,53 \text{ dní}$

$$\frac{1}{P_{syn}} = \frac{1}{P_{sid\odot}} - \frac{1}{P_{sid\oplus}}$$

Další periody Měsíce:

- P_a anomalistický měsíc - průchody perihelium 27,55 dní
- P_d drakonický měsíc - průchody uzly 27,21 dní
- P_T tropický měsíc - doba, kdy se astr. délka \odot změní o 360° - započítán pohyb jámbo bodu - kratší než siderický měsíc o 7s

precese

$P_d < P_{sid}$ - stáčení uzlu proti pohybu \odot

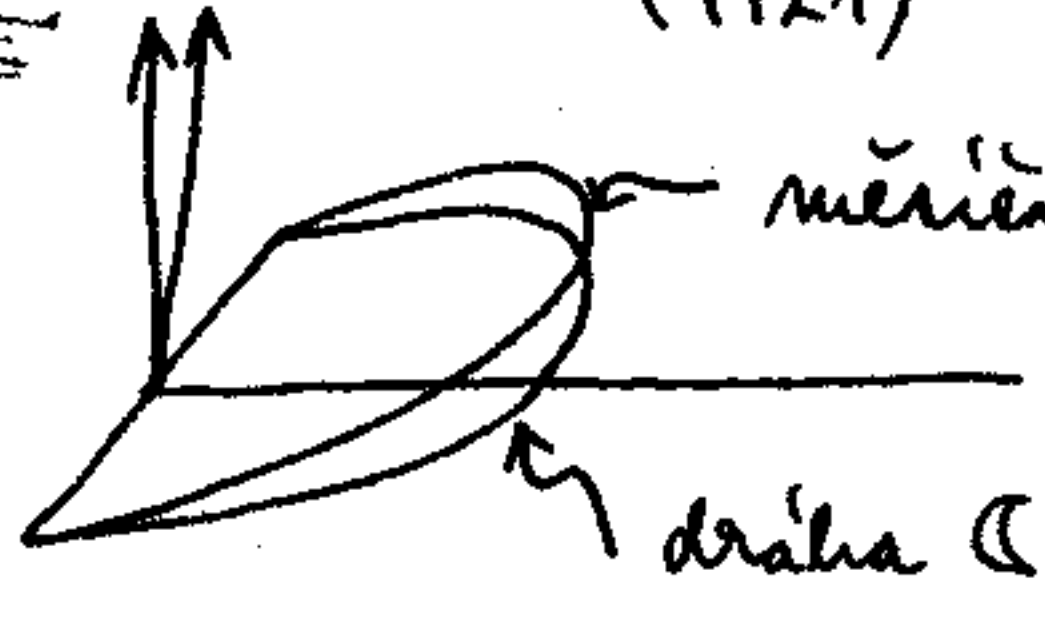
$P_a > P_{sid}$ - stáčení přímky apsid po pohybu \odot

5.3 Rotace a librace Měsíce

- rotace vázaná - perioda rotace \odot a jeho oběhu vůči \ddagger je přesně totožná 27,32 dne

(kolmici k rovině) Osa rotace svírá s rovinou měsíční dráhy úhel $6^\circ 39' (\pm 10')$, s rovinou ekl. $1^\circ 30'$

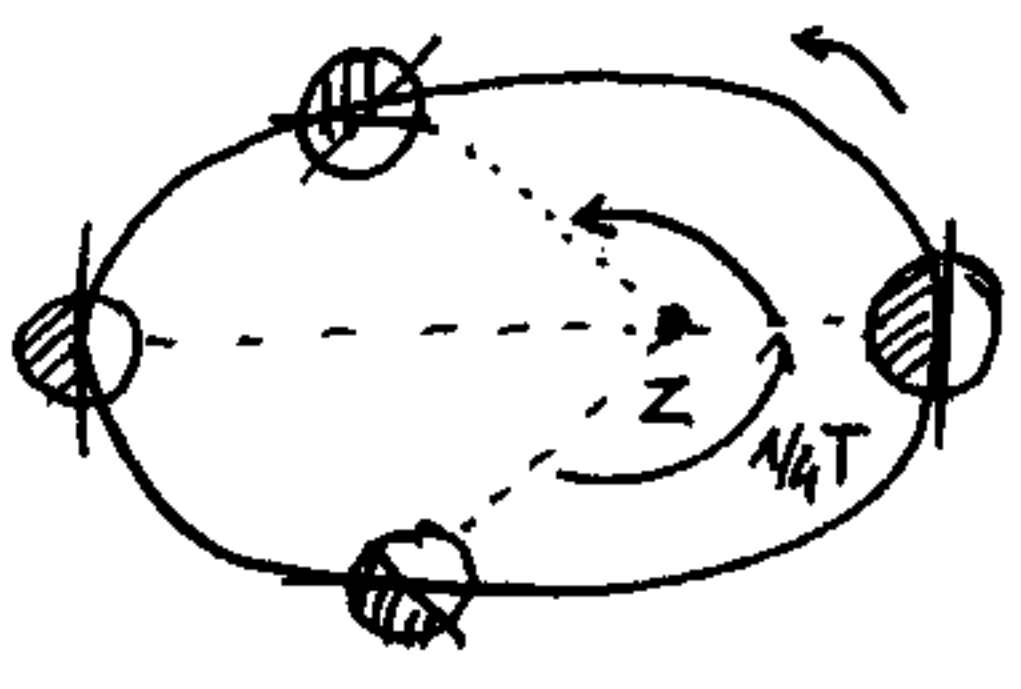
Cassiniho zákon (1721) - roviny ekliptiky, dráhy Měsíce a měsíčního rovníku se protínají v téže úzké přímce



z daný obsah se Země viditelných 50% měs. povrchu, dlouhodobější pozorování - 60% povrchu díky tzv. libracím - polepšováním Měsíce

Optické librace (geometričtí) $\begin{cases} \text{v délce} \\ \text{v šířce} \\ \text{parabolická} \end{cases}$

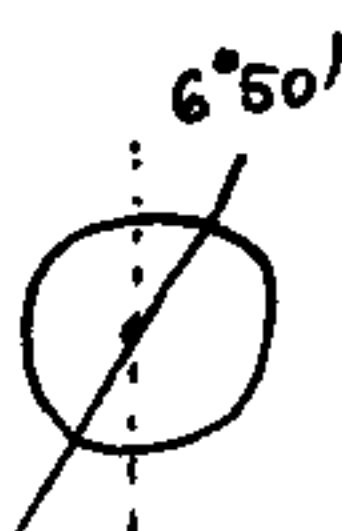
v délce - Měsíc robyjí víceméně rovnoměrně x pohyb po dráze nerovnoměrný - velká rychlost prou. v důsledku 2. Keplerova zákona



na 1/4 měsíce přivodí se příchozí perihelium opíše větší úhel než 90° - tím se podhalí výhledu část odvrácené strany

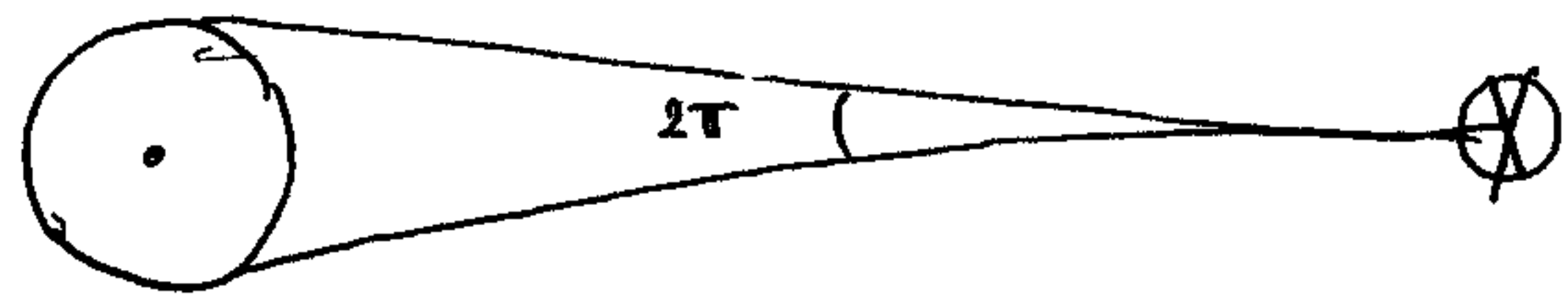
Perioda librací ~ anomalistický měsíc, amplituda 4° 54'

v šířce - dána sklonem osy Měsíce k jeho dráze



perioda librací - drakonický měsíc, amplituda 6° 50'

Demi - parabolická librace

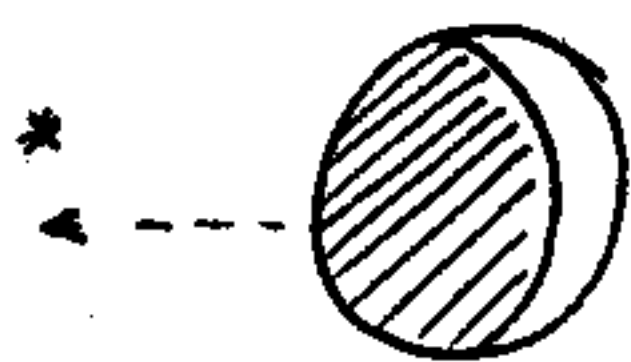


divíme se na \ll a různých směru $\pi \sim 1^\circ$

Fyzická librace - skutečné "pohupování" \mathcal{C}
 - velká poloosa Měsíce (elipsoidu \mathcal{C}) - periodicky se odklání od směru na \odot , přitom vstává se pokouší se vrátit. Amplituda nepřesně $\sim 2^\circ$

5.4 Zákryty hvězd a planet Měsícem

Měsíc zakrývá objekty poblíž ekliptiky (pás $5^\circ 09' + 16'$) - zákryty $**$ Měsícem - důležité údaje o polohu \odot , tvaru disku, rotaci Země ...
 o zakryvaných hvězdách, objektech



mezi hvězdami postupují zprava doleva \rightarrow zákryt nesvětlenou stranou do úplňku

2 fotoelektrický vyhodnoceného signálu \rightarrow

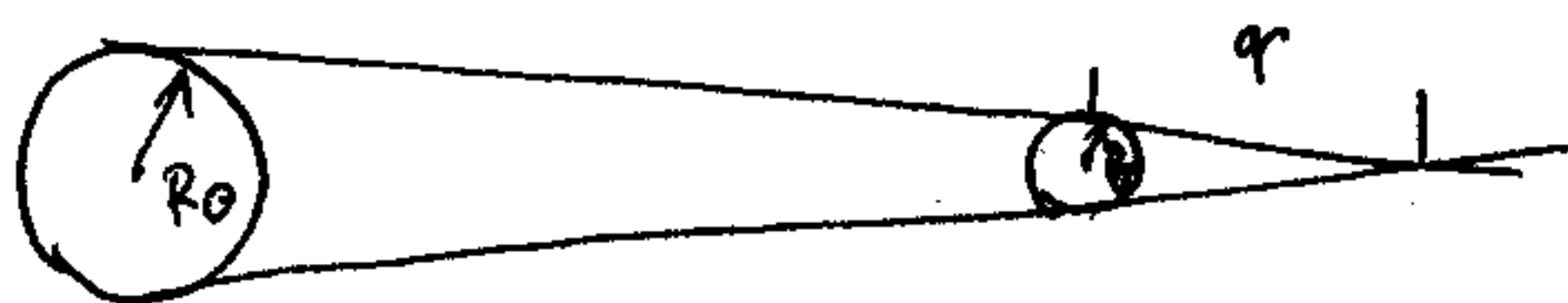
úhelový průměr zakr. $**$, planety

Rychlost postupu kotouče $13^\circ/\text{den}$ $33'/\text{hodinu}$ (1 průměr)
 $33''/\text{minutu}$
 $0,55''/\text{sekundu}$!

objev Neptuna, Urana, ploutví

5.5 Sluneční a měsíční kalnění

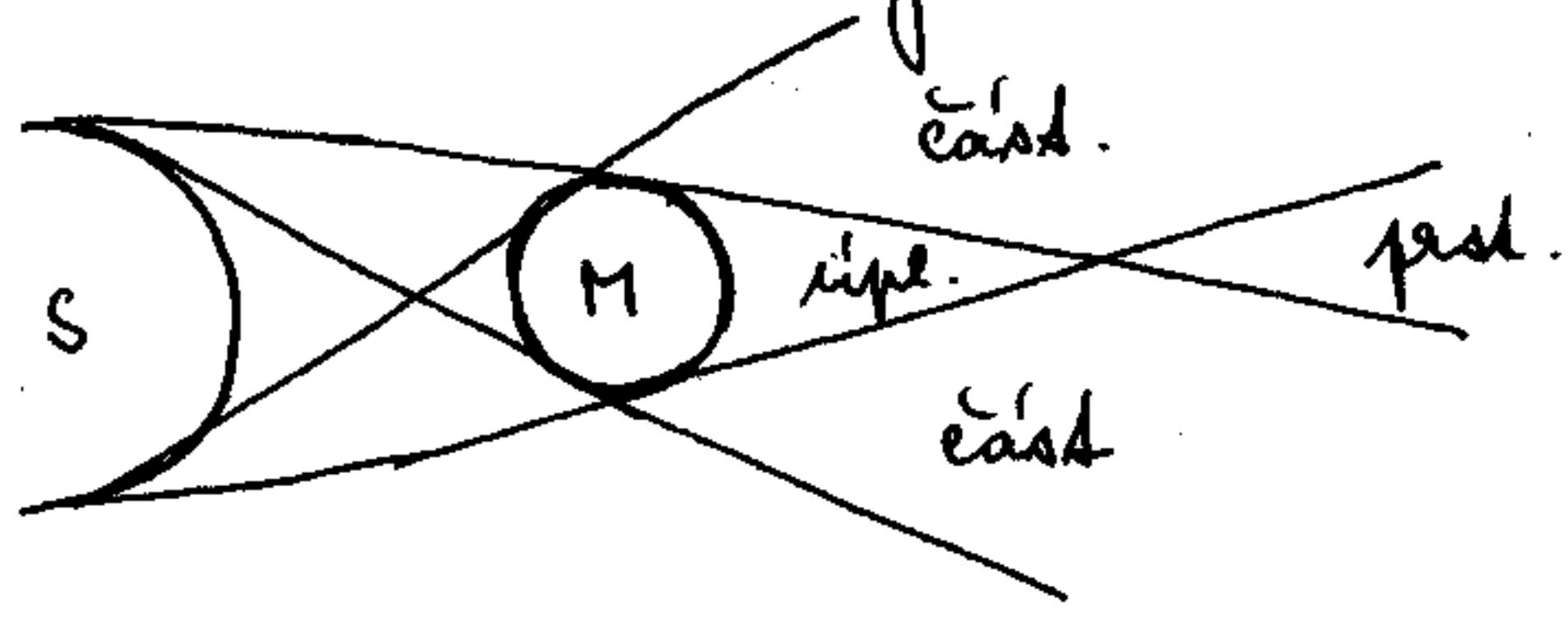
Příběh sl. kalnění - na Zemi se vidí slin, polostín - závisí na konkrétním místě na zemském povrchu



délka křivky plného slunce

1 a. j. $r_1 = 1 R_\odot = 696\,000 \text{ km}$
 $d \text{ 1 a. j.} = 149,4 \cdot 10^6 \text{ km}$
 $r_2 = 1 R_\oplus = 1738 \text{ km}$
 $q = d \frac{r_2}{r_1} = 374 \cdot 10^3 \text{ km}$

Střední vzdálenost $\approx \delta$ 384 400 km
 (poloměr δ 6378 km), vzhledem k tomu,
 že se vzdálenost mění v rozsahu $(363 \div 406) \cdot 10^3$ km
 → jsou možná i úplná zatmění



je-li vzdálenost místa větší než q - nastává protlačové zatmění \odot

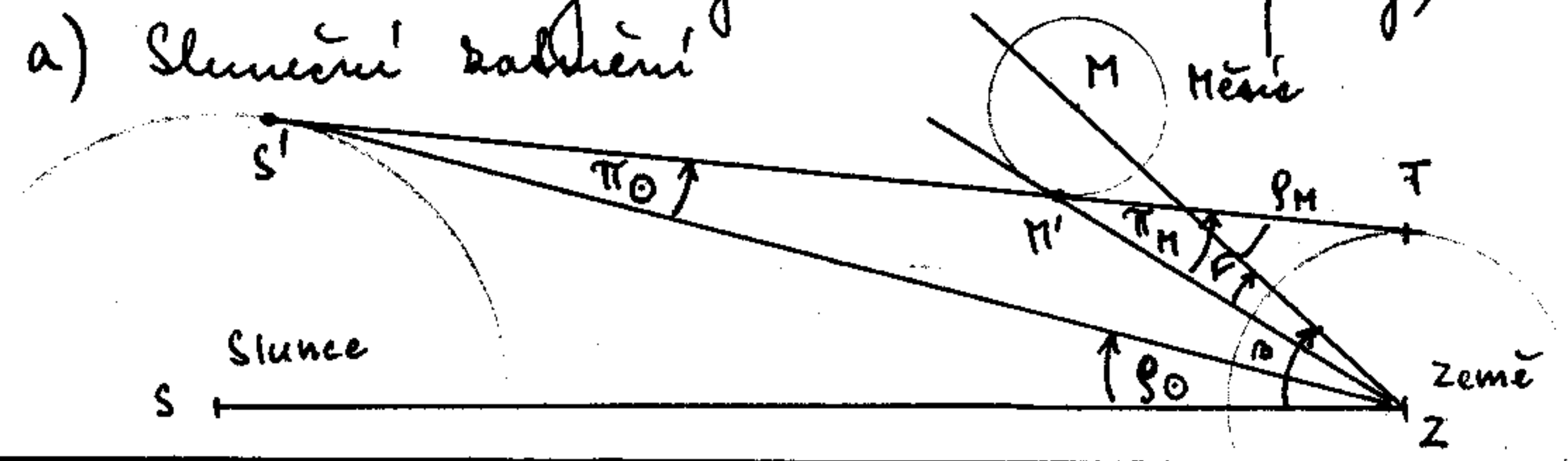
U o křídle nejlepších podmínek není velikost oblasti úplného zatmění (totality) větší než 270 km
 → úplná zatmění na jednom místě δ jsou vzácná

Sluneční zatmění mají shodný průběh -
 Měsíc vstupuje ze západního okraje \odot (1. kontakt)
 a končí na východním okraji \odot (4. kontakt
 2. a 3. kontakt mají smysl u protl. zatmění

Mejdelní zatmění úplné ~ 4 minut, celé (i částečné)
 trvá asi 2 hodiny
 Nastávají vždy v období novu

Podmínky pro sluneční a měsíční zatmění

kdyby roviny měs. dráhy a ekliptiky byly stejné,
 nastávalo by sl. a měs. zatmění každý synod. měsíc
 \times svírají úhel $5^{\circ}09'$ → během konjunktury (opozice)
 se nacházejí pod sebou - míjejí se
 ⇒ podmínka: \odot v novu či úplném poobí
 úhlu své dráhy (tj. odchylky ekliptiky)



Sídloce - okamžitá začátku (1. kontaktu) sluneční-
ho zatmění

π_0, π_H - paralaxa sluneční, měsíční
střední hodnoty $\pi_0 = 8,8''$, $\pi_H = 57',0$

ρ_0, ρ_H - střední poloměry kaluší
 $\rho_0 = 16,3'$; $\rho_H = 15,5'$

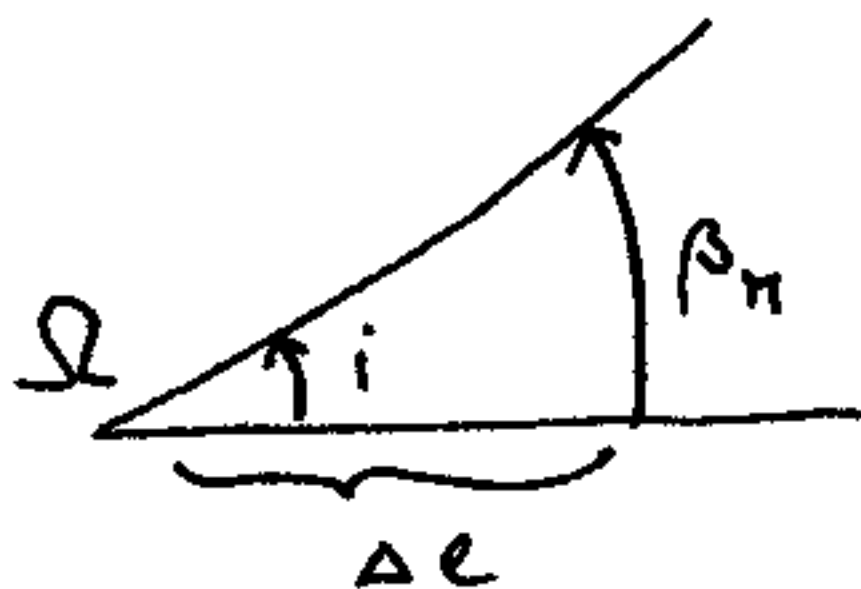
β_H - geocentrická ekliptikální šířka, kdy měde
na kři proběhne přes částice kaluší \odot

$$\beta = \underbrace{\angle M'ZM'}_{\rho_H} + \underbrace{\angle M'ZS'}_{\pi_H - \pi_0} + \underbrace{\angle S'ZS}_{\rho_0}$$

$$\angle M'ZS' = \angle ZM'T - \angle ZS'L' = \pi_H - \pi_0$$

$$\Rightarrow \beta_H = 88,7'$$

$$\sin \Delta l = \frac{\lg \beta_H}{\lg i}$$



$$i = 5^\circ 09' \quad \beta = 88,7' \quad \Rightarrow \quad \Delta l = 16,5^\circ$$

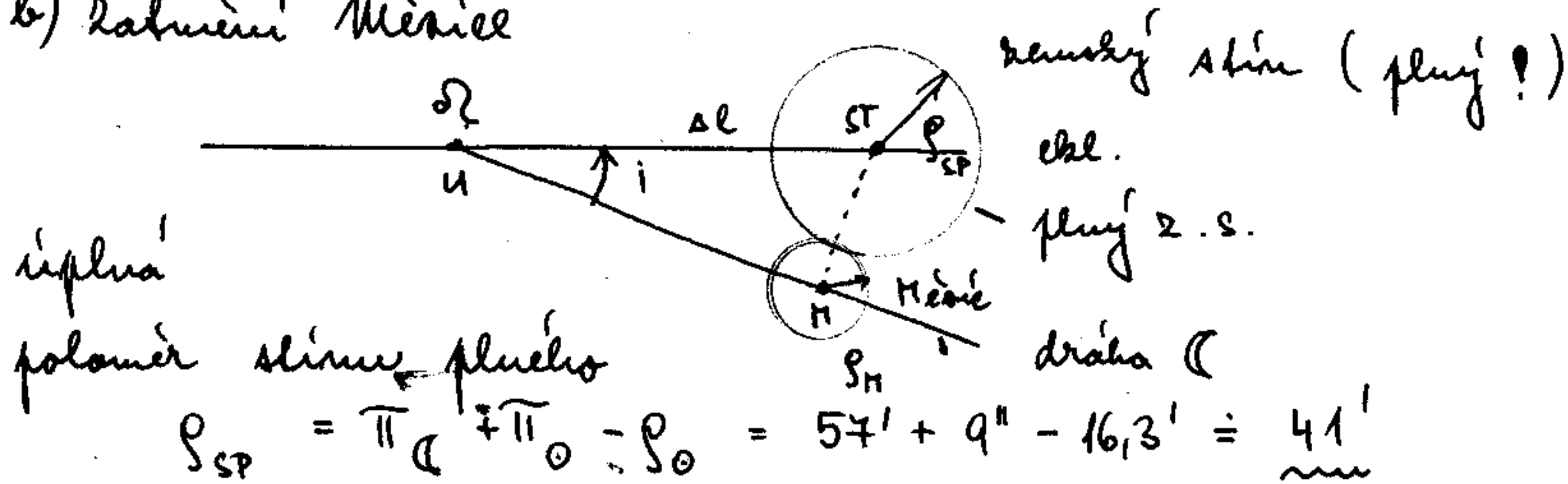
Zatmění Slunce tak může nastat, je-li střed
Měsíce, vzdálen $\pm 16,5^\circ$ od výstupního úhlu
v inflexu

celkem 33° . Tento úsek uběhne Slunce za
34 dní \Rightarrow během té doby určité nastane
alespoň 1 nov, ne-li dva (délka syn. měsíce
29,5 dne).

Během roku - minimální počet slunečních
zatmění: 2 (synt./rest. úhly)
maximální počet 5 (!) - 4 pochopitelně,
5 nastane tehdy, je-li 1. ze zatmění krátce

po 1. lednu, druhé nastane násled. nast, 3. a 4. trochu dříve než za 1/2 roku a patě(?) po 354 dnech od 1. kaluimí

b) Kaluimí Měsíce



$P_{SP} = 41'$ - a alespoň částečným ploštinovým kaluimí Měsíce dojde, jsou-li středy zemského stínu a Měsíce blíže než $41' + 15,5' = 56,5'$!

Ze sférického Δ MUST - sinová věta

$$\sin 56,5' = \sin \alpha \cdot \sin 5^{\circ} 09' \Rightarrow \alpha = 10,6^{\circ}$$

Kaluimí Měsíce, třebaž jen krátkodobě nastane \Leftrightarrow je-li střed zemského stínu vzdálen od uzlu měsíční dráhy méně než $10,6^{\circ}$

Stín \odot se po ekliptice posouvá v průměru $59'/den \rightarrow$ období bva $2 \times 10,6 \cdot (60/59) = 21,6$ dne - méně než syn. perioda

Závěr pokud o určitém měsíci došlo k kaluimí, nastalo kaluimí \odot v předch. a následujícím \Rightarrow Během roku minimálně žádné kaluimí, maximálně dvě kaluimí vzdálená od sebe o půl roku, eventuálně 3 kaluimí, pakliže by to 1. nastalo v období krátce po 1.1.

- pozor! - jde o úplné zatmění - vstup
Měsíce do plného zatmění. Pokud do polostín-
ového, pak polostín má na obloze polovnu

$$S_{POS} = S_0 + \pi_0 + \pi_C = 73,4'$$

Vzdálenost středu slunce a $C < 73,45 + 15,5 = 89'$

našlone polostínové

- úhel $16,8^\circ$ - kdy se realizují polostínové ~
odpovídá statistice ~ sluneční zatmění částice!
minimálně 2 ročně, maximálně 5

Celkový počet zatmění: Saros.

z podmínek výše uvedených → maximální
počet zatmění Slunce (úplných, prstencových, částeč.)
+ plnostínových zatmění Měsíce (vyloučena polostí-
nava)

7: buď 5 slunečních + 2 měsíční } velmi
4 sluneční + 3 měsíční } výjimečné

nejčastěji - standardní případ - 2 sl. + 2 měs.

Poslednost zatmění se opakuje takřka přesně
v periodě zvané saros 18 let 11,3 dne

Fáze C se opakuje -- 29,53 dne

příchod uzly - drak. měsíci ... 27,21

drakoničej rok - doba mezi po sobě následujícími
příchody 0 jedním uzlu měs. draky - drakoničej
m. 346,62 dne

Hledáme takovou periodu, kdy všechny tři periody
se dostaly do téže fáze

242 drak. měsíci ... 6585,36 dne

223 synodických měsíci ... 6585,32 dne

(18 let, 11 dní, 7 h 42 min)

19 drakoničejých let ... 6585,78 dne

rodily vedou z jistým malým změnam (1/3 dne)
→ oblohi viditelnosti kakuemi - posun o 120°
směrem na západ

Během každého sarosu

70 kakuemi, z nich 41 slunce, 29 měsíček
x v daném bodě slunečního parolu ji jich
viditelná velmi málo

- týká se hlavně úplného kakuemi 0, 1
když během 1 sarosu jich týká 10

v daném místě jsou úplná kakuemi. Slunce s
frekvencí 1/200-300 let. U nás ...

6. Katalogy hvězd, atlasy, ročenky. Efemeridy

6.1. Hvězdna obloha. Označování hvězd a souhvězdí

Pojmy: obloha x hvězdna obloha
objekty hvězdne oblohy - nejrušnější povaha
planety, tělesa mesipl. kakuemi, družice umělé
& přirozené, hvězdy, hvězdna soustavy všeho
druhu, mlhoviny aj.

Identifikace - poloha v prostoru - směr,
kde se v určitý čas objekt posoroval
polohy se udávají spravidla ve sférických
souřadnicích spravených o řadu efektů,
které jsme již uvedli

Nejčastěji $\{\alpha, \delta\}$ s určitými datu +
vlastní pohyb $\mu_\alpha; \mu_\delta$

Nejčastější objekty na obloze - kvazary, kakuemi, hvězdy

Mnohé jasné hvězdy pojmenovány vlastními jmény - původ jmen většinou arabský
→ seznamy existují - Katalog Atlasu Coeli (Becvár)
výjimečně i jiný původ, : Rigel, Vega, Aldebaran
arabské al lair

Sirius, Capella -
řícký, latinský borůvka

Souběhání vznikala, formovala se souhvězdí
- orientální role (alespoň spočátku)
vyčlenění důležitých obvodů, nápadných skupin
hvězd - těm přisouzen určitý vbor -
svírala, abtéri baji a mytí

Evropská a později světová civilizace ovlivněna zejména řeckou a římskou starověkou kulturou
→ systém souhvězdí převzat od nich
x Mayové, Číňani, Indové... měli svoji souhv.

Původ "našich" souhvězdí

● Ptolemaios (150 n. l.) - soupis 48 souhvězdí viditelných z Alexandrie - názvy se vřily a užívají dodnes

● 17.-18. stol. - doplňování a rozšiřování souhvězdí hlavně z oblasti jižního pólu (Sex, Okland, Flachly, na severní obloze Měsíc, Jižní kříž)
se zvyšoval počet souhvězdí, každý kousek mapy, atlasu se snažil přidat něco svého - většinou ulitá chlebovárcům
Čest Bedřichova, Braniborské dělo

Velká nejednotnost v polose souhvězdí, jejich vzhledu - důležitější části byly kresby než hvězdy

● Nejednotnost odstranila až IAU (Mezinárodní astronomická unie) - vyhlášená 1930 88 souhvězdí a definovala jejich hranice -

hranice (rekt. a dekl. kružnice)

Souhvězdí - hranice vztaheny k ekvinoxu 1930(?), nyní se posunuly

Hvězdy a objekty v rámci souhvězdí spolu prostarově souvisely jen kvůli slůvkům - zejména jasné hvězdy & velké medvědice, Orion

1603 - Bayer zavedl označování hvězd v souhvězdí

- Uranometria: nejjasnější hvězdy $\alpha, \beta, \gamma, \dots$ řecká abeceda, v souhv. bohatých na ** též malá písmena latinky
takto označeny publikované všechny hvězdy
jasnější 4 mag

zavedl J. Flamsteed (katalog 3000*, 1725)

Další způsob - číslové označení * podle rostoucí reklaence

- kde mohou nastat změny * označena číslem + názvem souhvězdí → po přeměně do r. 1930 a po něm se měla dostat do jiného souhvězdí - došlo částečně u nejjasnějších souhvězdí kolem sev. pólu

Proměnné hvězdy - v GCVS označení

R, S ... Z, RR, RS ... ZZ, AA ... PP

pravidla označování 335 možností, pod V 336 Aquilae, Boobis

Označování * obecně označení + lat. název souhv. v 2. p.

nebo označení + třípísm. zkratka

! RS Canum Venaticorum nikoli Canes Venatici je to ukázkou kulturnosti užívat správné názvy **

upouští se od klas. souhvězdí

fine označování objektů - pořadovým číslem
objektu v katalogu - M31 ← poř. číslo

Messierův katalog

Moderní postup - označení souřadnic

PKS 0831 + 27
α δ

6.2 Katalogy hvězd

- systematicky uspořádaný seznam hvězd - obsahují správná str. polohu, hvězdnou velikost, radiální rychlost + vlastní pohyb, spektrální třídu, paralaxu, odhad na fine katalogy - jednoznačná identifikace hvězdy
Pozice v urč. ekvinoxiu - v současnosti nejčastěji z roku 2000. Precise značení, netné přepočty!

Histor. katalogy : Ptolemaios (převzatý od Hipparcha) 1025* (α, β) Almagest

Tycho Brahe - 1580* , ekv. 1601 - první před provedením dalekohledu

1. teleskopický 1690 - Flamsteed (2860*) - str. chyba několik "

x dnes o několik řádů vyšší přesnost ~ 10⁻²"

pozíční k.

Fundamentální katalogy - hvězdy s minimálně dobře změřenými souřadnicemi - oporné*
vnitřní přesnost ± 0,05" (α δ) + vl. pohyb
příklad 1) FK 4 (Heidelberg, 1963) - asi 1500*
velmi přesné polohy
FK 5 astronomický (1535*) 1988

2. General Catalogue (GC, Boss, 1937)
- 33 342 - katalog stand. poloh a vlastnich poloh pro hvězdy $m < 7$ mag
(nova' verze 1985 - přístup na Internetu)

~~1863~~ méně přesný

3. SAOC (Smithsonian Astrophysical Observatory Catalogue) ~ méně přesný - polohy
hvězd do 9 mag ~~53 000 hvězd~~

4. AGK (Astronomische Gesellschaft Katalog)
- relativní polohy 200 tisíc *
- pásmový katalog

Astrographic Catalogue Carte du Ciel

Průhledové katalogy

- průhledové katalogy - velký počet hvězd
identifikace, statistické práce
přesnost polohy ~ 0,1"

1863 BD Bamer Durchmusterung 458 000* celkem
+ atlas $m < 10$ mag
F. W. A. Argelander -2° až +90° = J
doplňen E. Schönfeldem do -23° - SD
oznacení * - zóna podle deklinace +
pořadové číslo v pořadí podle rektascenze
BD +5° 1230

~~1979~~ CD - Cordoba Durchmusterung -22° až -90°
CPD mapování již fotograficky 614 000*
Cape Photographic Cat

Spektrální katalogy - první HD 1918-24
223 000 * $m < 9,5$ mag

- dal katalog soucasne' speclalni' klasifikace
HD + 6 mistne' cisla

HR - Bright Star katalog (Hoffleit, Jaschek - 1983, 21100 fotam, abstram do 6.5 mag)
Pro jine' objekty - milhoiving, galaxie, kvadropnyj

1781 katalog Messierio - 107 objektu
(morina' kamera za baretu)

M13 M31

1888 NGC - New General Catalogue
Dreyer M74 = NGC 628

dopruck IC - Index Catalogue

Jine' objekty - vysledky prehled + poradove' cislo
CD 1919 (α = 19.)

GCVS - katalog prom. *

ATLAS - ke katalogum

BD - barmbe' mapy (obsahuji BD+CD)

Atlas Coeli (1950,0) - katalog zakreslenyjh objektu - cervi katalogy

Atlas Eclipticalis, Borealis, Australis - spektr. typy - hluboko

Palomarske' mapy - nejvyznamnejsi' fotogra-
ficky' atlas negativy fot. bapin' sminku
v cervene' a modre' barve (70. leta)
velkou Schmidovou kamerou na
Mt. Palomare

Dalzi' katalogy

katalog dvojicid Aitkenio katalog

90

New General Catalogue of Double stars (17 180 syst)
Index catalogue of visual ^{double} stars

GCVS - 1985 28 450 *

Katalog radiálních ryčů
GCSRV R.E. Wilson 15 107 *

V ESO - 698 katalogů nejvíce
rozšířených a kvalitních

Katalog katalogů Centre de Données
Stellaires - Strasbourg

● SIMBAD - server CDS ve Strasbourg
Astronomická databáze
kvalitní data - křížové identifikace +
bibliografie pro astronomické objekty mimo SS
objektů k 22.3.1999
2 258 000 objektů
5 500 000 identifikací

André Heuz

Guide Star Catalogue - navigace HST R+B
~~1990~~ - 20 Palomarské předlíd-
velké množství objektů 1,9 · 10⁷ objektů
1,5 · 10⁷ * + meliorace obj.
1 - 16 mag elektroniz.
připraveny se nové fot. data (kvalita
velké obj. podle Hipparca na křídle *)
ident. číslo GSC #
papír, tisk desek, gal. polary * určeny přesně
američanů 0,5 - 1,6 · 10⁻³"
2 CD + dokumentace jasnosti ~ horů ~ 0,4 mag
max.

Megastar - prolektiv +

90° ± 50°
pokryva
54 · 10⁶ obj.

USNO

- US - Naval Observatory

10 CD - více verzi
romu

USNO SA2.0 - katalog
na Internetu

z palomarských desek - musí být souč.
na čer. i modré
do 19. mag 526 · 10⁶ objektů

SAO

- Smithsonian Astrophysical Observatory

* 1966

- < α, δ 258997 *

m_v, Sp, μ_{α,δ}

- 10 disket

pauziva se, m_v nepřesnosti mag = 10 mag

FK5

- 5. vydání

* - stejné jako minule

* 1988

1535 *

- přesně proměřeny (lepší
než u Hipparca) ~ 0,1" - atmosf. hranice →

výslani družice

1967
70

IAU Praha → myšlenka astronomi. družice

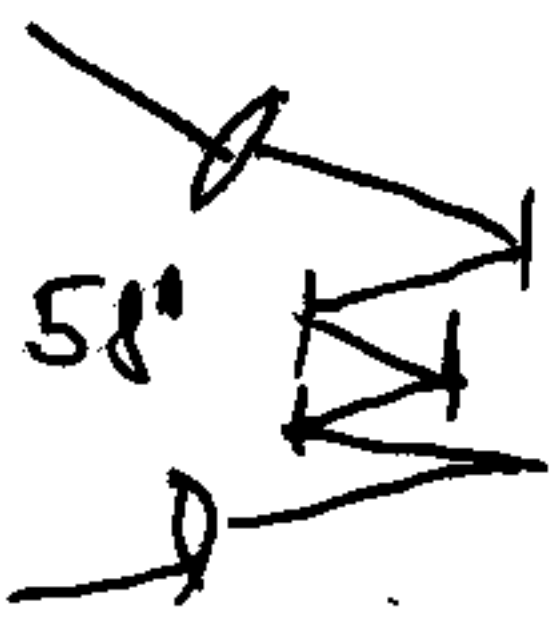
1. projekt 1980 Schwaben, 1989 - Hipparcos

(převzatí dat. Tycho) TIC (Tycho Index Cat.)

HIC 1988, 1992

118 209 obj. BSC #, α, δ ...

HIPPARCOS



Tycho Catalog
TYC

1055000 V, B-V, μ, Sp
m < 12 mag

Hipparcos Cat.

- nové proměření
převzatí HIC V, B-S, μ,

Plány astronomických družic

- DIVA (Měření)
- GAIA (ESO 2009) 20 mag
- SIM
- LIGHT (Grafika) 0,1 μ mag 6 km

Hvězdářská ročenka

- česká verze astr. ročníků efemerid

vydává HaP hl. m. Prahy + ASÚ AVČR
Pavel Prichoda

už od r. 1924 (75 let)

- struktura formálně ustálena - rychlé
rovnání

A. Kalendářní data roku

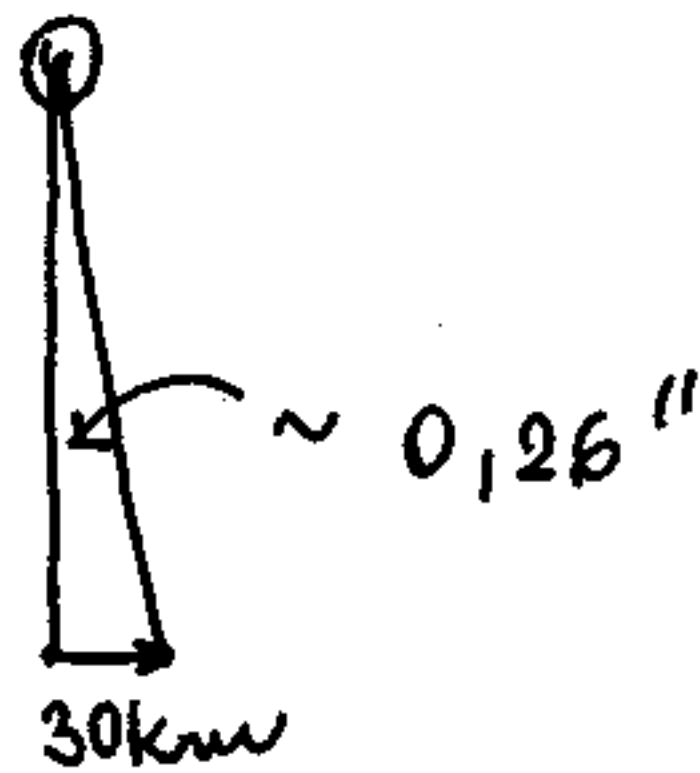
- tabulky roku (sl. kruh, bl. čísla, neděl, písmeno atd.)
- začátky jiných roků (i muslimský)
- juliánské datování
- začátek přestupných a, změna času
- definice oprav času a vztahy mezi TT, TAI, UTC aj.
- začátky ročních období
- polohy hvězdárny

B. Efemeridy

- nejrozsáhlejší : Slunce, Měsíc, planety a jejich měsíce

● 1. Slunce

- poloha Slunce geocentrická
- střed slunečního disku - přesnost ~ 30 km v heliocentrické poloze \odot ($\pm 1 s$)



Oh TT
Oh SC - světového času \oplus

pro 50° rovn., 15° s.d. - výhledy a
křivky v SEC - horní okraj. 0 + 34'

Prepocít na lib. bližšie miesto -
 rozvoj $4 \times (15^\circ - \lambda)$ minut (Brno 6 min
 21s)

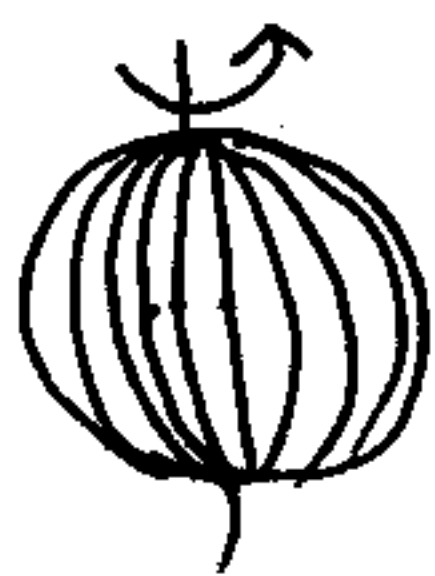
- pro všechny okamžitky - pro
 zap. a výhled - další oprava
 $6,22 \times (\varphi - 50) \times \text{cotg } A$ \swarrow uvedu
 azimut řádku

$\lambda = 16,59^\circ$ $\varphi = 49,20^\circ$

Opr.: ~~účet~~ $V = V_0 - 6,4 \text{ min} + 5,0 \text{ cotg } A$
 $P = P_0 - 6,4 \text{ min}$
 $Z = Z_0 - 6,4 \text{ min} - 5,0 \text{ cotg } A$
 Časová rovnice: $\Theta - \alpha_0 \pm 12 \text{ h}$

J.D., α , δ , Θ , V , P , Z + azimut
 pro jednotl. měsíce v roce + poznámky
 o nejvyš. okamžitkách v roce - předhod
 příklem, voly do znamení

Elementy slunečního disku měří Carringtonu
 \underline{L} heliografická délka středu slun. disku
 - plochy Slunce $L = 0^\circ$ = nava'
 oblaka



~ 27 dní

\underline{B} - heliografická šířka středu
 \underline{P} - pozice úhel sev. kance osy
 kolce

- na začátku zap. počítání oblak
 (O nerolize jádro tuhé tělesa)

Slunce + Země - délka $0 + \Delta \approx AU$
 velikost kólaně, souměry
 astr., obl. (x naučový důležitý pro astr.)

- nutno přepočítat - přesněji pro dané místo

- 2. Měsíc
 - poloha (α, δ ^{paralela} pro OH TC)
 - + efemeridy b a e ^{sel.} šířky a délky středů měs. kolance
 - librace
 - + poloha terminatoru, stání

Okrajový výhled - refrakce

$V = V_0$ - \swarrow korekce - nutno pročit!
 komplek. polynom Ω po své obrátce - ten není lihem dne zanedl.

+ střední elementy dráhy Ω pro 1.1.19... k.n.

v tabulce měsíční - fáze, okrajový průměr a odstředí

● 3. Planety a jejich měsíce

- osklačení dráhové elementy pro polovinu + rokem (1.7.1999) nahrazení skutečných dráh úseky elipsy - "fáze elipt. dráhy"
 - δ - sklon dráhy $\neq 0$

+ fyz. charakteristiky planet

- následující oddíly pro jednotlivé planety
 - popis viditelnosti, geocentrických (konjunkce, elongace) a heliocentrických úhelní (průstředí, odstředí)

mapky - obzorové (Merkur)

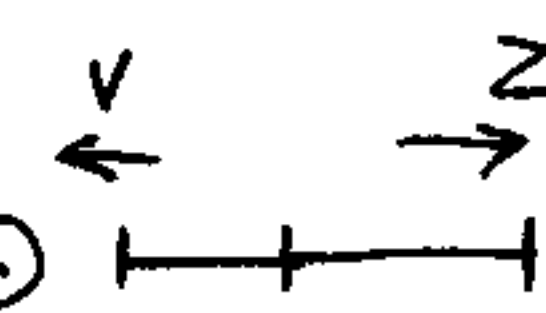
tabulky - roční $\alpha, \delta, \rho(\prime\prime), \Delta, \phi$ - faz. úhel
+ ho. velikost, výš., západ

• příjde Marsu a Jup. - planetografická
délka středu kotoučku + polární úhel
rotace osy

• Jupiteru - polohy a polohy Jup. 4 nej-
větších měsíců
+ úhly - úhly do středu

• Saturnu 5 nejjasnějších měsíců

• Uranu, Neptunu - polohy na ho. obloze
Pluto

+ geocentrické elongace planet vůči \odot 
+ heliocentrické souřadnice planet pro
daný rok

4. Zahnutí Slunce a Měsíce

- podrobný popis
včetně mapy, výpočtu kontaktů

5. Tabulky hvězd a planet Měsícem

- seznam zakryt. hvězd
SAO do 8 mag + hvězdy u nás
- popis úhly dost. výšky
(Praha + Val Mez)
- káren v jidnol. lunárních

6. Planetky

Ceres, Pallas, Juno, Vesta - viditelnost
+ eferidy

další jasnéjší planety

7. Komety

- navrhaly známých periodických komet včetně mapek u jasnějších z nich

8. Meteory

- 3/4 stavby neaktivnějších meteorických rojí - Jméno, poloha, frekvence, délka trvání, charakter dráhy, stáří

9. Průměrné hvězdy

údaje o několika typech prom. hvězd přístupných amatérskému sledování

a) krátkoper. ráz. dvojho.

b) dlouhoper. ráz. dvojho.

c) miridy, RR Lyr - per. fyzické

d) polopravidelné + katabolizující (Medus)

α, δ , přesně, M max, m min, M₀, P u periodických

vychází z 4. vyd. BCVS, SAC, vlastní průmysl

- tabulka naučického souhrnu !

C. Kalendář úroku

- z hlediska pozorovatele

tridici kritérium - čas - vzhled

se na dalšího pozorovatele (2, 4 ~ 8 dní)

po měsících - tabulka vým. události

+ 2 mapky - sáček měsíce + 15. d. m okolí souhv. - dráhy O, C a planet mezi hvězdami

D. Časové signály

ASTRONOMICKÁ PŘÍRUČKA

- rekvizit & ročníkům - výklad
základních pojmů, vysvětlení astr. prakt.
postupů
Marie Wolf + kolektiv

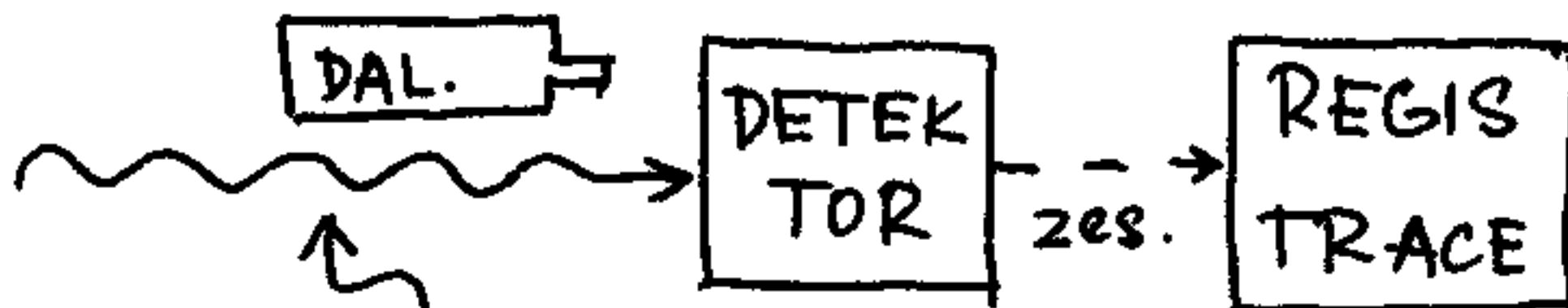
Čas. souřadnicové soustavy a jejich
transformace. Korekce souřadnic. Výpočet
efemerid \odot , planet a \odot . Záryby * \odot
komety. Měsíce a návod na jejich pr.
Fotometrický systém UBV. Vlnatý fot.
Zahr. dvojh. Dif. mlhoviny. Astronomické
katalogy.

ASTROFYZIKÁLNÍ POZOROVACÍ TECHNIKA

1. DETEKTORY

1.1. Optické a infračervené detektory

- zachycení záření → zpracování (na signál)
- zesílení, registrace



zesílení přídem - nejlépejší postup v optické a IR astronomii

OKO

- nejzákladnější z detektorů - v astronomii užívány nejdříve až dodnes
- vzhledem ke komplikovanosti chování, tendence jej nahradit méně subjektivními detektory - v některých aplikacích vede důvod - jako zdroj světla lidského zraku - nejdůležitější smysl - je to část mozků - kde zpracovává výsledky, hned je hodnota a uproští z hlediska běžných potřeb člověka - pro astr. pozorování příliš vhodné není!

- odměrné kontrastu, pohybu velmi ostré vidění se velmi omezením úhlu ad.

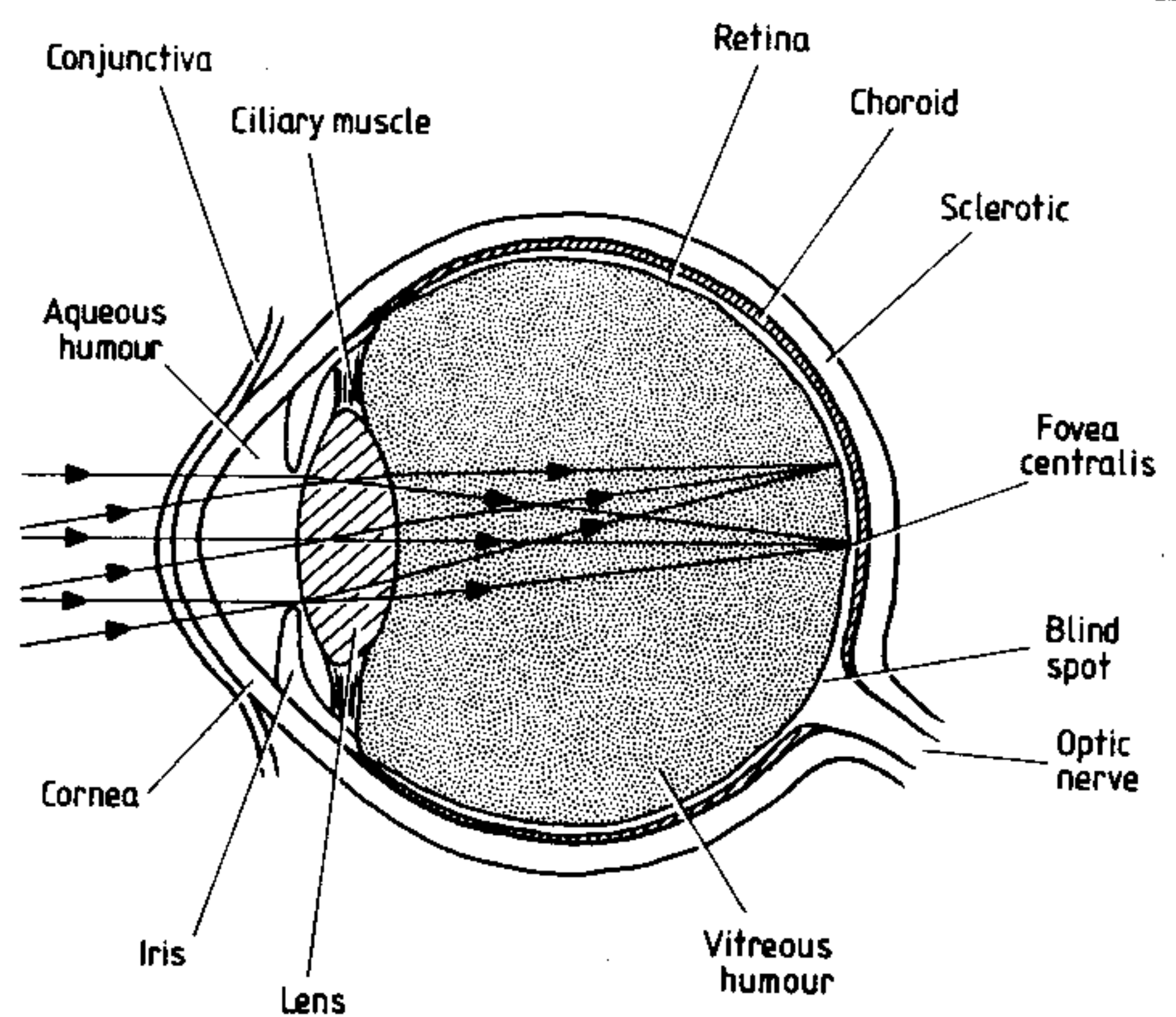


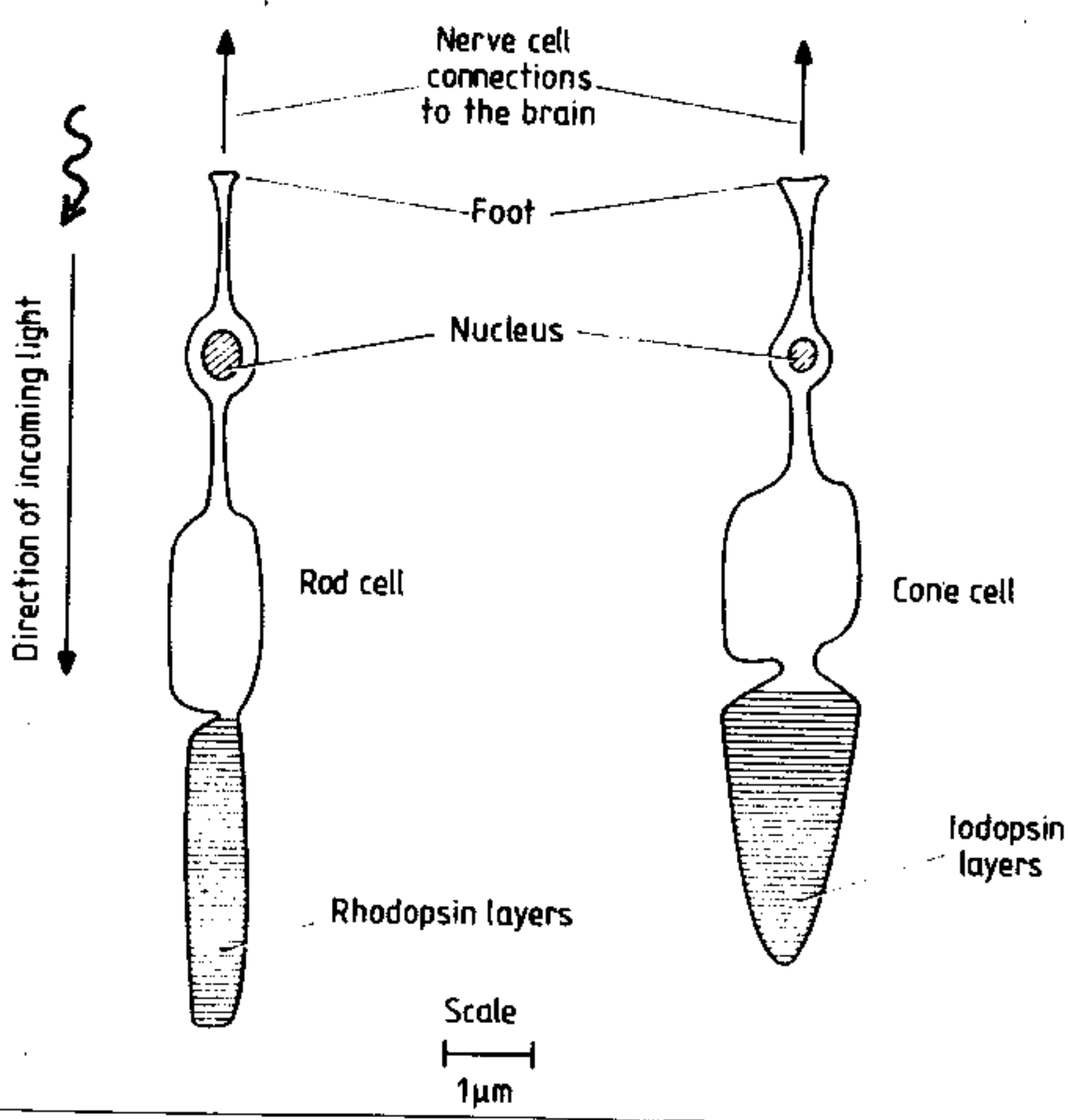
Figure 1.1.1 Optical paths in the eye.

Optický přístroj:

duhovka - velikost proměnná
 podle osvětlení -
 čočka - 66 dioptrií -
 naplněná speciálními solemi
 tvořena přibližně 2/3 vnitřní
 sliznic - optické prostředí -
 optický nos
 - zobrazuje na zadní stěnu oka -
 vnitřně

sítnice

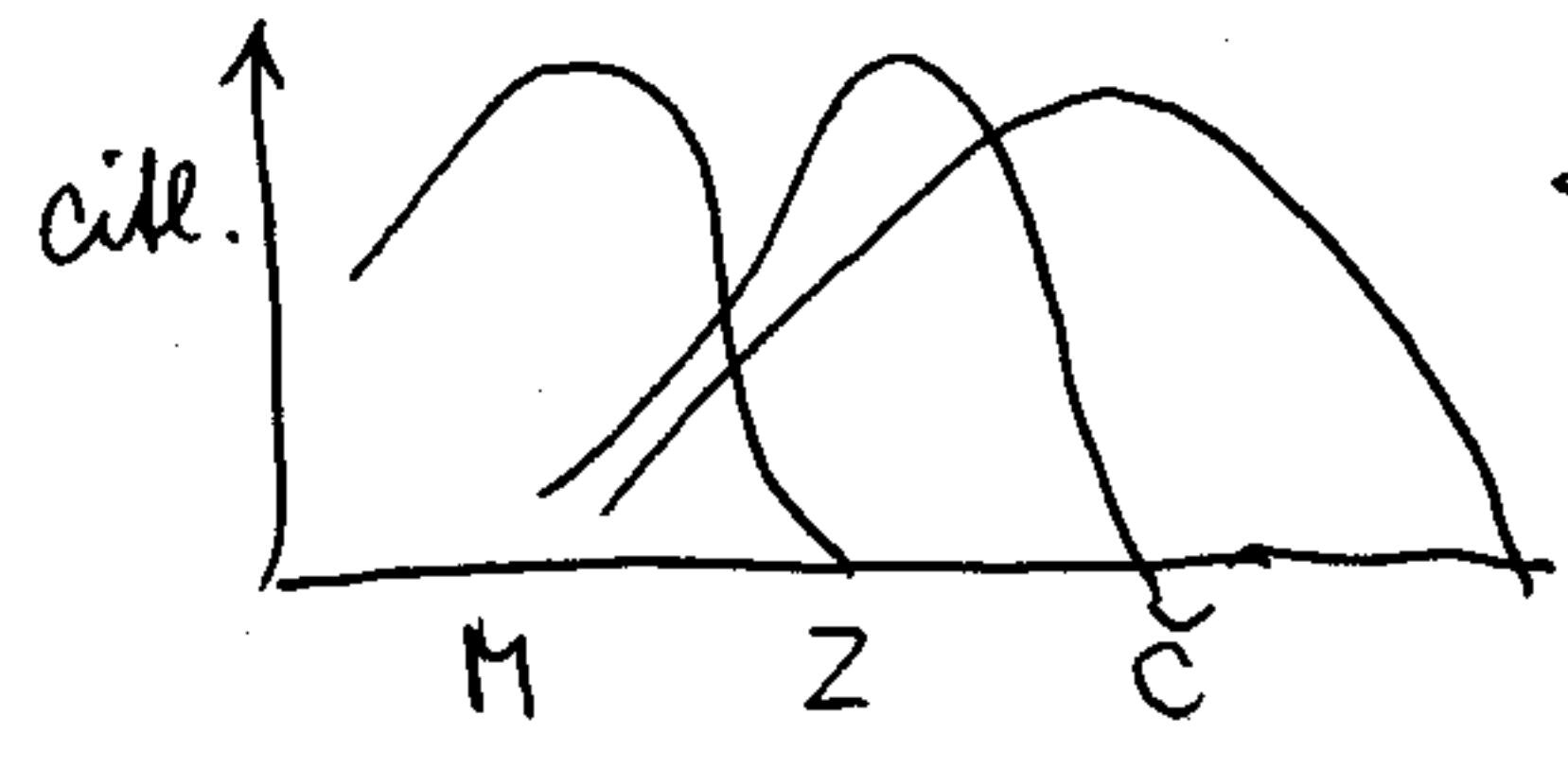
- v sítnici je velké množství
 jednotlivých receptorů
 dva rozdílné typy -
 tyčinky
 čípky
 světlo projde přední částí
 s nerv. zakončeními -
 buněk se světloabsorbující
 látkou rodopsin
 jodopsin
 kvůli permeabilitě membrán
 vzniká el. nábojová síla



minuty
krvá
deaktivace

membráně → vznik elektrického náboje
- změna potenciálu se šíří nervovým
systémem do mozku

Typičky - maximum velenomodrá b. c. (510 nm),
čipky trojího druhu s jinou závislostí na vlnové
délce světla - modré
zelené } - střední
červené }



← dává možnost barevného
vidění (max. 550 nm)

pozor! → Průběh efekt

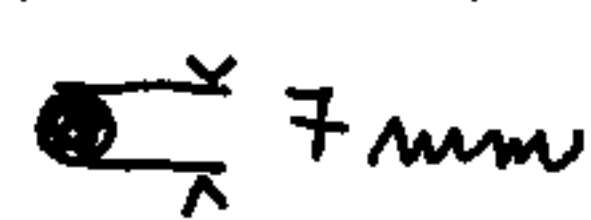
Za norm. světelných podmínek jsou typičky
deaktivovány - přechodem do temnoty
0,5 h - aktivace rodopsinu - je možné
spatřit i velmi malé podněty
adaptace na tmu - max. inaktivace -
je možné přisvětlit červenou,
ba se nepodíle na
možné dis-adaptaci

Astronomická poz. - převážně typičky
- k zajištění sejmání signálu
mozdem - současně několik (aspoň 3)
typů papalu mají barvosensit
papaly (1:10) (spektrální filtry)
- jsou společně vedeny jedním nerv. vláknem

typičky	10^8	} více než 100 jedním nerv. vláknem
	6×10^6 čipků	
	10^6 nervů	

Tyčinky soustředěny mimo centr. jámku - někdy i stavky jedním vláknem
 ↑ hlavně čipy - nejostřejší vidění (101)
 periferní vidění - nedívát se přímo na objekt boční vidění

Oko je fantastický detektor světla z hlediska
 fyzikální rozvahy - vnímá osvětlení $1:10^9$
 $1:10^{10}$!

Difrakční limit - 20" helidy, je-li oko
 ve světle  7mm

ve skutečnosti podmínka



↑ alespoň jeden receptor mezi

→ rozlišení 1'-2'

pro pavu centralis! - spousta
 mimo - mnohonásobně horší! - má
 i tisíce tyčinek na jednom vlákně,
 nervu nervové vl.

Limitost pohledu se ruší chvěním oka (poska-
 kování) ~ několik Hz - možná
 to dobře zpracovat

Tržecí blány

a) iradiace - světla plocha
 se kde byt větší

- způsobeno přibuzením adrener-
 i neaktivovaných receptorů
 spojených jedním vláknem



b) inava - vitáme - li pořad na jeden
 světelný zdroj - začne slábnout
 - vyčerpání všech receptorů v dané světlo

- snadná pomoc - nepřímé vidění
leže - přestat hledět do obkladu -
situace se rychle zlepšit

Odezva na podněty světelné je logaritmická

Platí-li pro intenzitu vjemu E tří světelných
obrazů $\frac{1}{2}(L_A + L_B) = L_C$, pak pro

osvětlení platí

$$\frac{E_A}{E_C} = \frac{E_C}{E_B}$$

→ Weber-Fechnerio psychofyzický zákon
přirozená stupnic lidských velikostí
logaritmická, tak jak ji navrhl
Pagnon

Nej slabší * viditelné očima 6. velikost
 $3 \times 10^{-15} \text{ W/m}^2$ (se ještě zlepšit)

1.2. Fotografická emulze

- historický první způsob objektivní
deleže kárení

1833	Louis Daguerre (1789-1851)	- první ready- emí obrazu "daguerrotypie"
1840	John W. Draper (1811-82)	- obraz Měsíce
1857	matré koloděvi desky	- klas. fot. Alkor + Mizar
1879	moderní fotografie pauzitiv	- prakt. obr.

Výhody fotogr.:

- a) akumulace světla během dlouhých exp.
 - velmi slabé viditelné detaily
- b) vysoká přesnost pozičních měření 0,3" → 0,03"
- c) obrovské množství informací na jednotce desce -
 - kleněné spektrum
 - spektrální analýza, geom. měření
 - statistika

→ fotografické atlasy, spektrografické →
přístroje astrofyziky

Fotografická emulze

- chemická reakce způsobená působením fotonů rozpštěné vnitřní látky v želatině

- halogenidy stříbra:
 - AgBr - nejvíce citlivé fotogr. mat.
 - AgCl - pozicovní materiál
 - AgI - přísada do obou

Velikost krystalů ~ druh emulze - čím citlivější, tím větší krystalky

nesensibilizovaný materiál - velmi jemné krystalky

želatina - rozpštěné krystalky

Sensibilizace - "citlivění" - kryst.

Fotochem. reakce ~ zachycení energie fotonů

→ "latentní obraz" (redukční látky / vyvoječka + ustalovač)

→ negativní obraz (stříbro, tmavé)

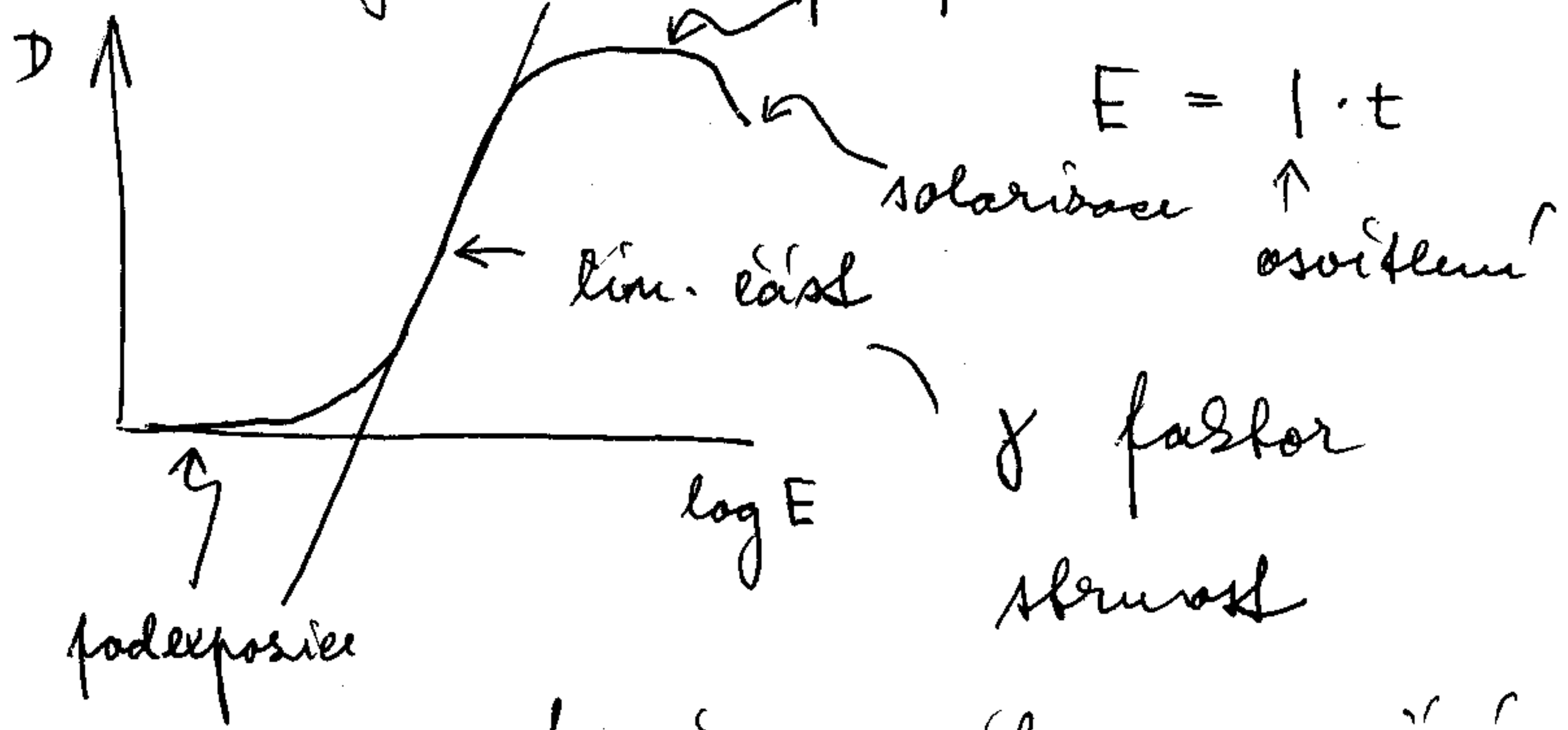
Věštná astr. aplikace - z negativů

Vlastnosti defektoru

a) spektrální citlivost - citlivost f.e.
 na různé vlnové délky -
 "modrá" emulze, přídavní - orto,
 panchro

b) vřad. citlivost - udává např. DINech
 - speciální kritizované metody
 dležití pro astr. aplikace
 měř. 3-5 DIN → 33 DIN

c) gradacní křivka - charakteristika
 hustoty černání fot. emulze na
 log. svít. přep



světelná měřice pracující
 emulze

→ řádky snabra umístít prom.
 objekt do lin. části

- to není obecně možné u lu. pole
 jasnost souvisí s velikostí kotanček

d) expozicní přednost - délka lin.
 části

c) rozl. schopnost (počet vln na mm
100 - 1000)

~ dáno velikostí zrna
diferenci u spektroskopie - měří
rozlišení ve spektru
→ důvod proč je třeba dosah -
má to nejvyšší disperzi
(mm/mm)

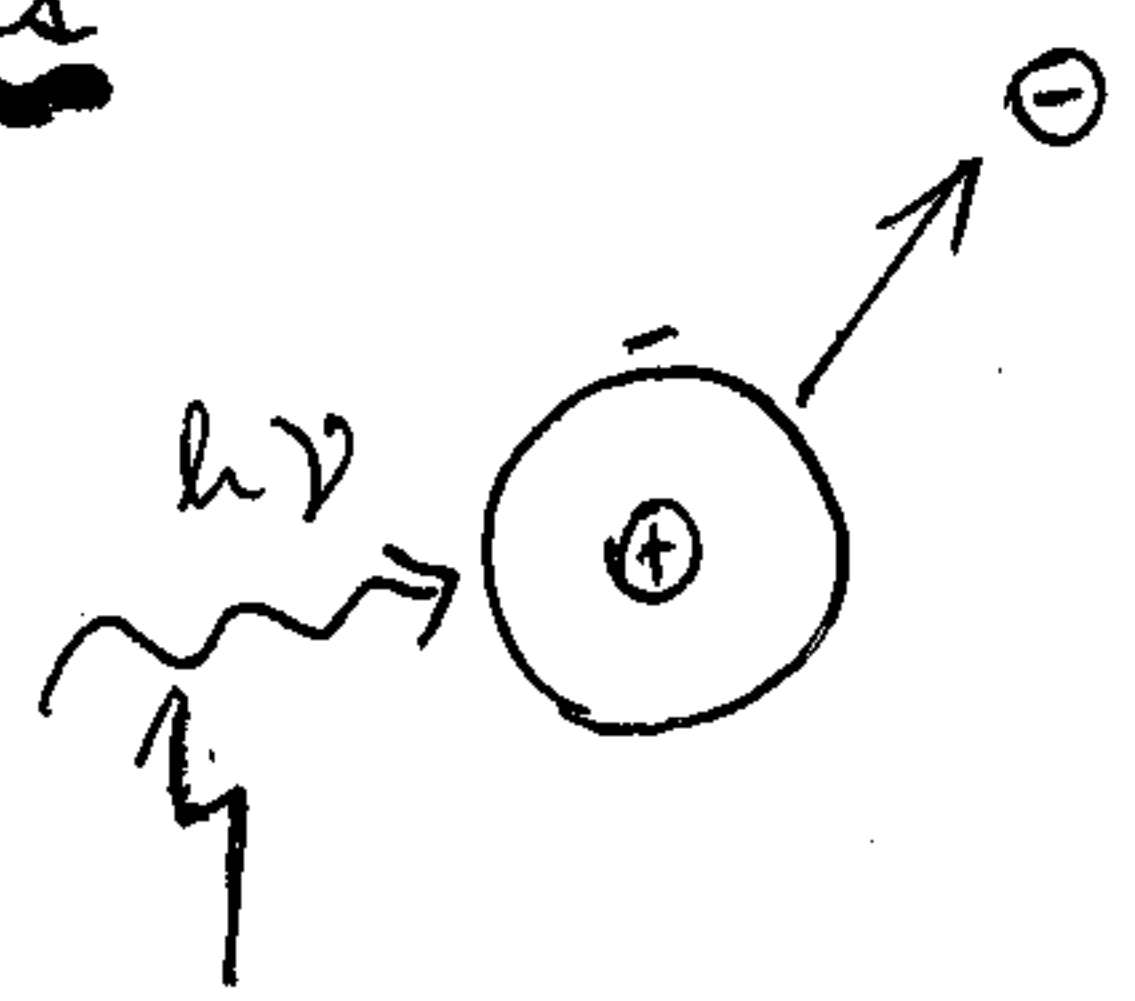
Fabry. materiál pro spec. cíle -
alko, polymer, IR

• Vyřízení - slab. účely - nedostatečná
Abnorme množství hist. snímků

- co je hlavním nedostatkem
mim. přímá úměrnost mezi D a E
níže efekty - komplexní
spracování

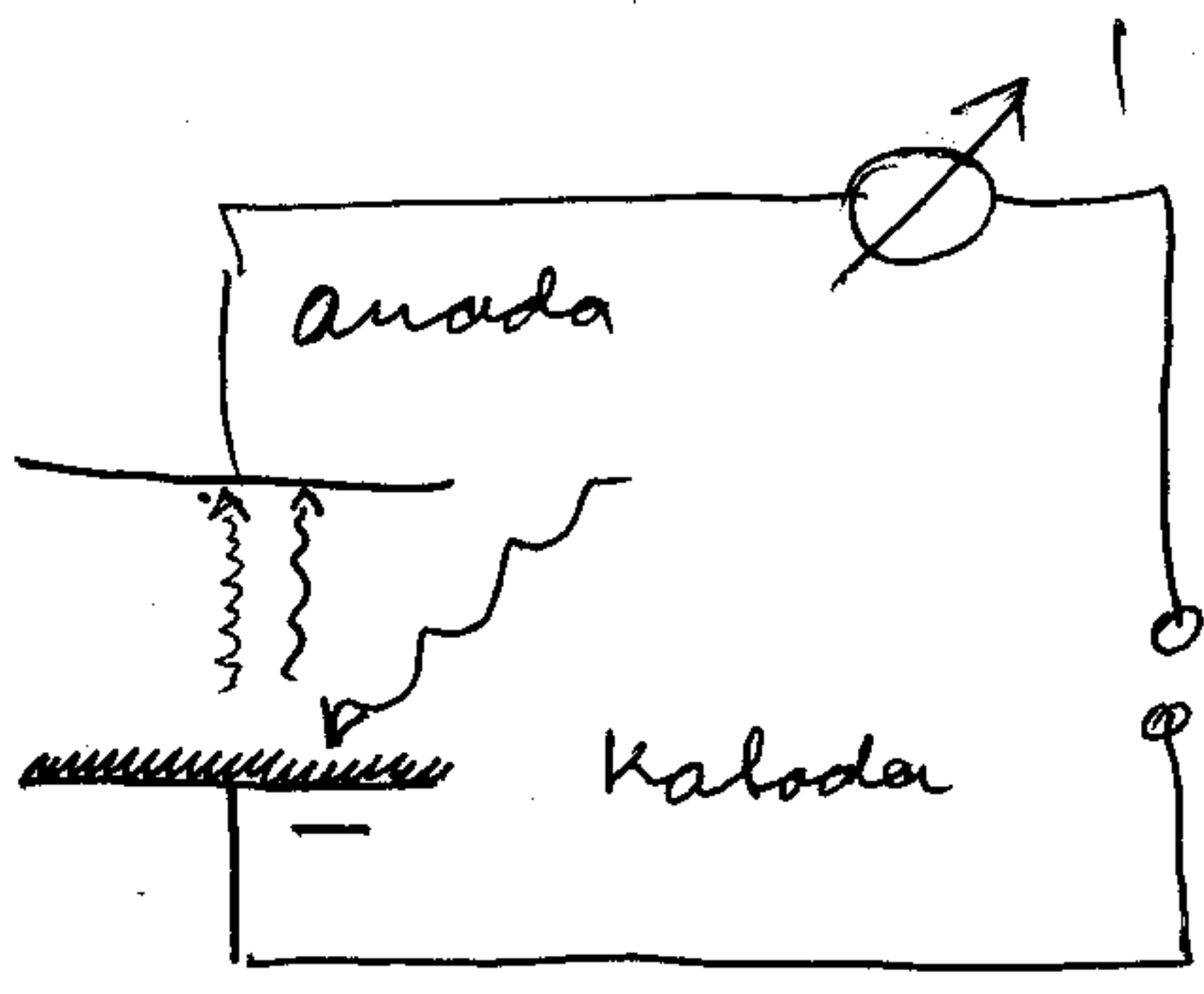
⇒ hledání jiných deheliorů
účině ~ počet fotonů (policejní
energie)

Fabry



absorpci fotonu
dostatečně energie
→ volní
elektron - ten
zachyzen

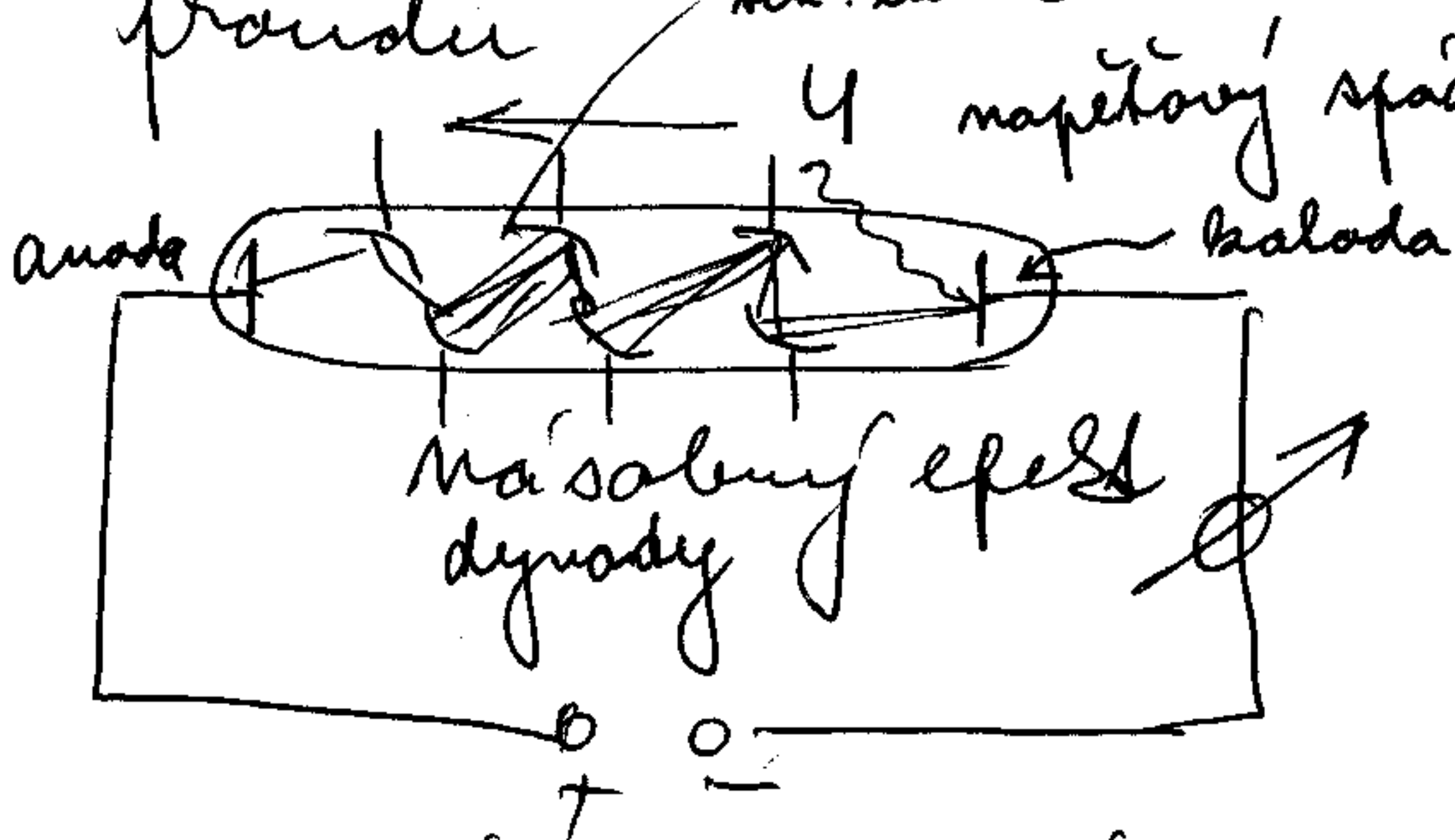
minimálně vyžaduje práci
→ sníží proud



napětí ~ 1000 - 10000 V

$I \sim$ úměrný
F

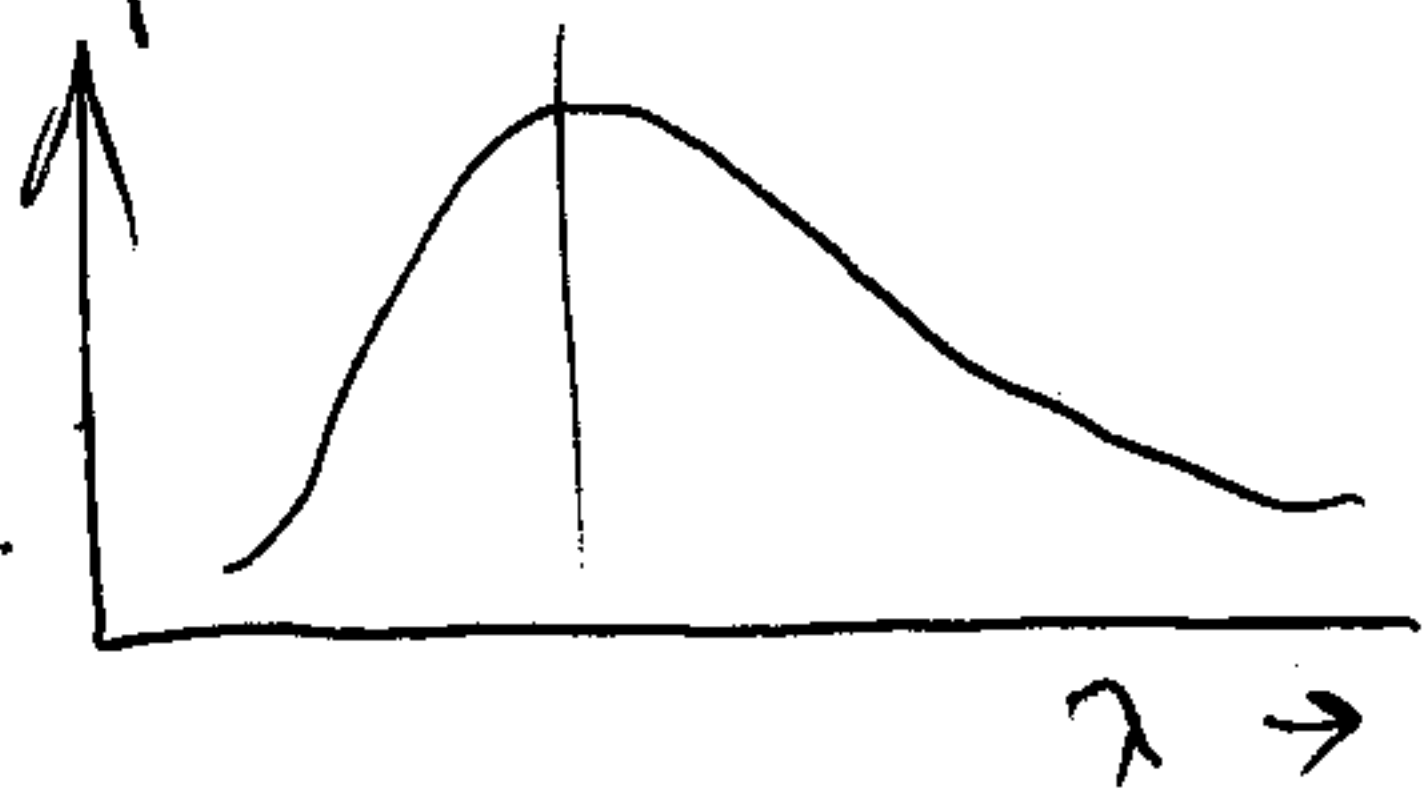
řiditelný element - není dost. říditelný
malý proud
- křehká elektrónka - kosmické záření
proudy sek. emise



fotocelkový
fotometr
záření a několik
řádů - hranice
termický proud

od počátku 20. letí - velká práce
umožnila měření jasu až do
0,001 mag
- fotocelkový fotometr

Fotocelst - určitá minimální
frekvence ν
spektrální závislost



- scitlivost
i u delších
vlnových délek

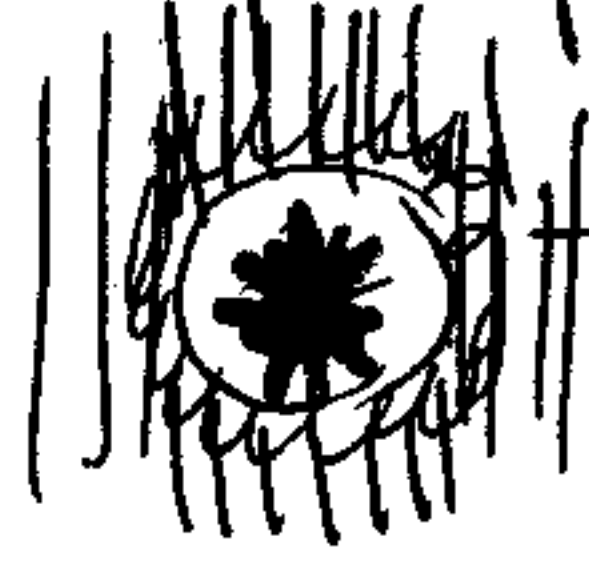
2. povahy není ~ modrá oblast

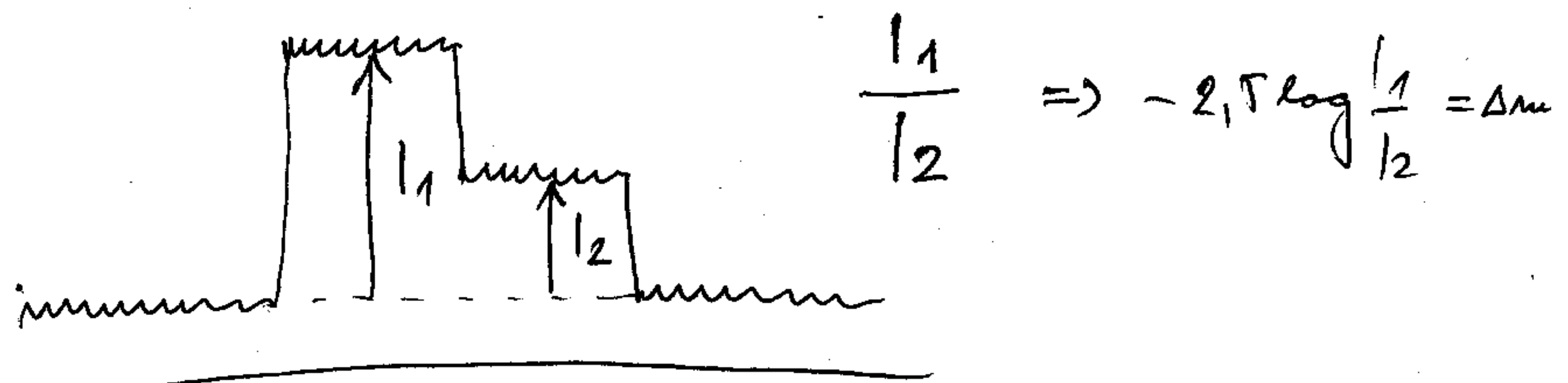
hist. - UBV

vyučení sp. citlivosti - přičítání
 typ polovodičové + sem. atmosféra
 + příčný typ filtru → fotometr.
 barva u, E, V
u v k y } hist. zaveda

stabilitu obrovský výkon -
 hledání typu proudu světla
 odhad teploty
 měř. ziskování
 aplik. aplikace

Postupně předávání i měření
 z důvodu měř. delšího R I J ...

• Postup při fotometrování seeing - limit.

 světla + clouba
 vyvolání drámy
 světla - signal a plochy
 povrch drámy světla (kontrolní)
 vlnění a obore - blíže dvojice



relativní měření - v několika
 barvách
 integrací dole

hlavní nevýhody fotometrie
fotografické

- a) drahý instrument (EMO, napodobování)
- b) slabá clonky, nedostatek přístupu
- c) preference modré barvy -
tam ale asi nevládne
právně - měla hendikepovaná

→ ideální přechod na CCD
techniku,
stěra v soli soustředěné
výhody fotografické a fotoel.
fotometrie

10x cihl.
než fot. em. navíc je levnější přístupná
i amatérům (kvůli!)

zpracování fotografie - dříve bylo,
že obraz se uchovával v dig. podobě
na počítači - různé metody
zpracování obrazu - velmi
přesná a reprodukovatelnost
- nevýhoda - příliš velký
objem dat -
bránila

CCD - detektory současnosti

- kvantová účinnost ~ 50% - perfektní
využití dopadajícího světla

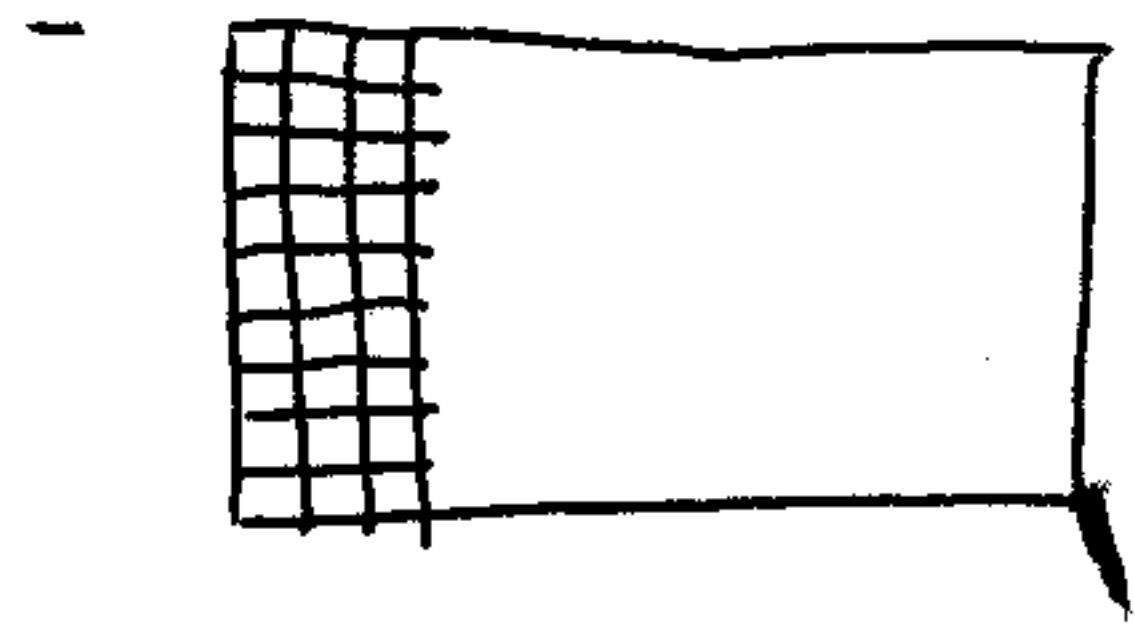
Charged Coupled Devices
- původní rozměry

Boyle, Smith
objeven 1969
320 x 512 pixelů

- první vědecké použití NASA + Jet Propulsion Lab
 první komerční použití 1973 (pro Galileo) (109)

průběh rozvoj - videokamery všude druhe

Základem - elektronický čip - CCD sensor



pole světlocitlivých prvků
 - každý z nich je schopný uchovávat náboj (má kapacitu)

- bylo mini-kondenzátory nabíjeny elektrony
 uvolněnými fotoelektrony při dopadu světla
 ploška, v níž dochází ke sběru fotoelektronů - 1 pixel

normy desek : 192 x 512 512 x 512 1024 x 1024

Po dobu expozice - nabíjení jednotl. pixelů,
 po ukončení - "přečtení" informace, "vybití"
 - připravenost k další expozici

- buď analogový obraz, nebo digitální záznam
 → další zpracování - v astronomii
 nezbytné

Šim - zdroj - tepelný šim - světelná
 vlna produkují elektrony i za tmy
 → inženýrům šim se výrazně snižuje
 snížením teploty
 ~ -50° až -70° - chlazení - elektrické
 - chemické

- tekutým N₂
 normální - termoelektrický efekt
 (Peltierův jev - buněk)
 vakuumová

Flatfielding

The sensitivity of a CCD to incident photon flux is not uniform across the whole of its surface and before data can be said to be properly relatively flux calibrated this needs to be corrected for. The variations in CCD response can be on the large scale (one end of the CCD to the other) and pixel-to-pixel. The relative flux levels on different parts of the CCD are also vignetted by of the optics of the instrument and telescope, this variation also needs correcting for and is performed together with the CCD sensitivity corrections .

An additional effect of interest, which cannot be fully corrected, is the colour sensitivity of the CCD pixels. Most pixels on a typical CCD frame are exposed to the night sky which has a specific colour, this, however, may not be the same colour as the object itself, so the best case response is that the object and night sky colours mix to produce a response not typical to the night sky dominated parts of the frame, if the object is much brighter than the sky then its colour will dominate and ideally the flatfield should be produced with a source mimicking this colour response.

Flatfield calibration frames are usually taken of a photometrically flat source using the same optical setup as that used to take the object frames. In the past images of the interior of the telescope dome have been used for this purpose, however, it is now generally thought that images of the twilight/dawn sky are more representative of a true flatfield, having the same global illumination as the data and having a good signal level (remember that calibration frames will be applied to the object data at some stage and hence will introduce a noise contribution to the final data values, it is therefore essential to get a good set of calibration frames with lots of signal if this process is to introduce the absolute minimum of noise, CCDPACK provides calibration frame combination routines to produce 'best bet' calibration frames with very low noise levels), but these frames have a colour response which may be not representative of the colour of the night time sky. If this factor is important then specially taken night sky flatfields must be produced. These can be taken of star free parts of the sky or produced from many object frames whose (contaminating) objects are removed, before median stacking to remove more spurious data values. Note in this final case that the noise levels required to correct for small scale variations are very time consuming to meet.

Technika expozice - na citlivost filmu
rizna - nektere vadne -> dylsane
pracovat a takovito komplikacemi

- charakteristické pro stav CCD detektoru v danou noc a konst. signalem
- > kontrolni expozice ~~kontrolovat~~ -
odečítání, zpracování obloha

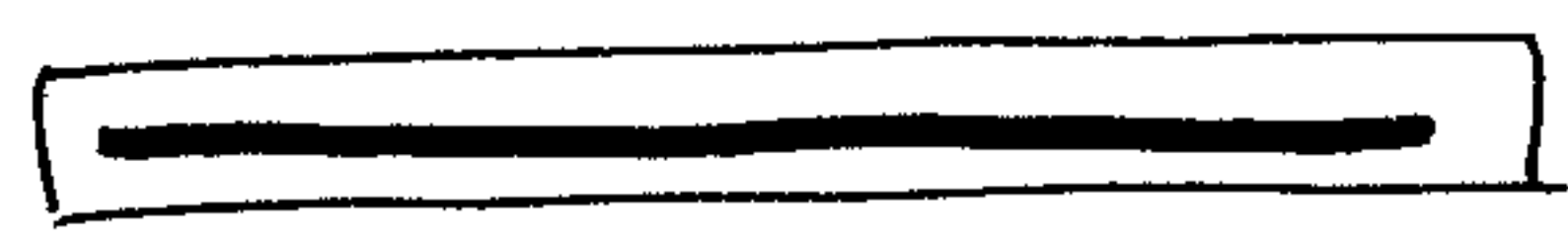
Možnosti astronomické fotometrie

CCD kamery + stand. filtry
a sledem sa dylsane citlivost
v čerene oblasti (všeobecny)
přichod k dlouhoumu plerium

pro redukci difekce, aby byl
system fotometricky deflavany,
aby byla mozne (srovnani)

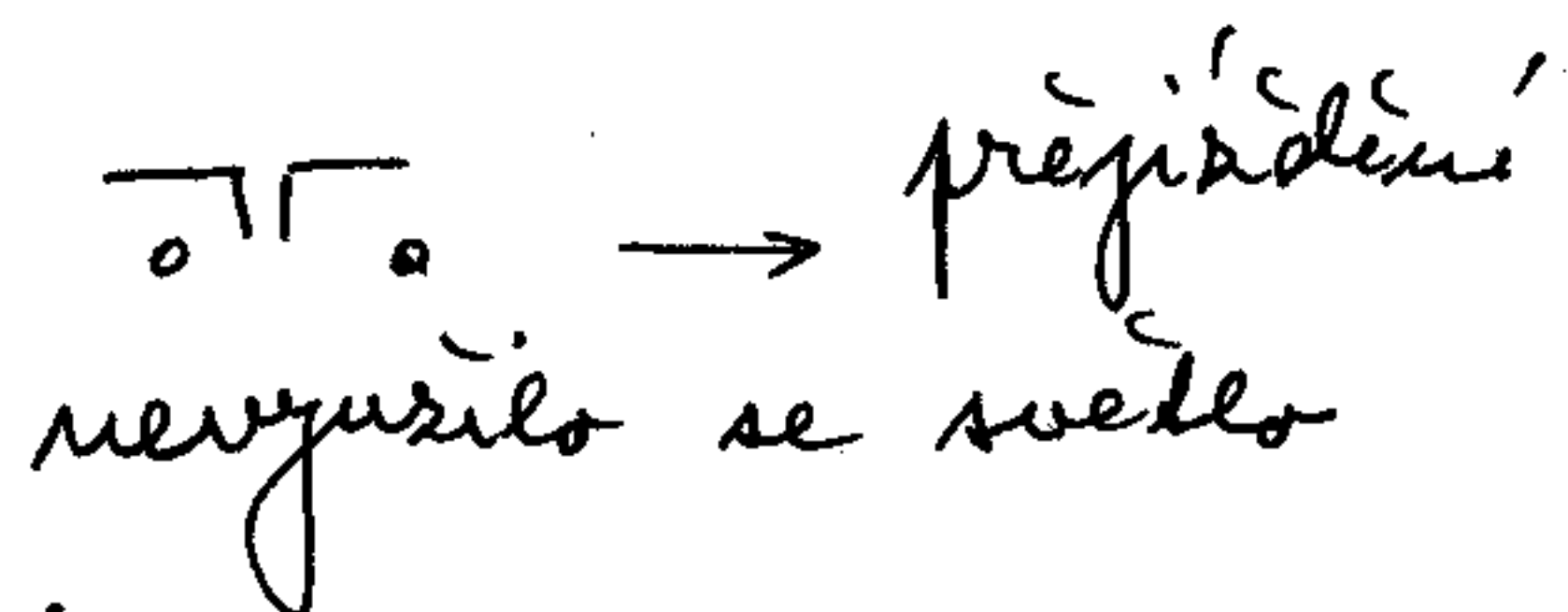
Využití ve spektroskopii

fotograf. deska



marizana dlouha slička

fotod. - fotonasobice - nesitovne

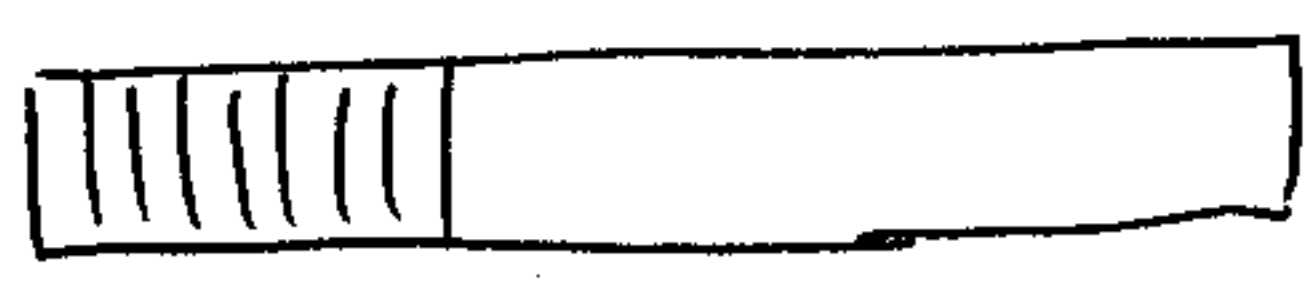


nevyuzilo se svetlo

CCD matrice

- vetinou čtvercove -> lineární

apocastan jin jed. čary



vysoke rozliseni -> veti počet pixelu

112

- obrátíme se to vyplati' spousta "efektů" a objeviteli - objevili "první" kříž
- při vyšetření magnetických * majitelů bylo v té době vysvětlení jednodušší

Faloga. země - minula' etapa astronomické' defekční techniky

Optické dalekohledy

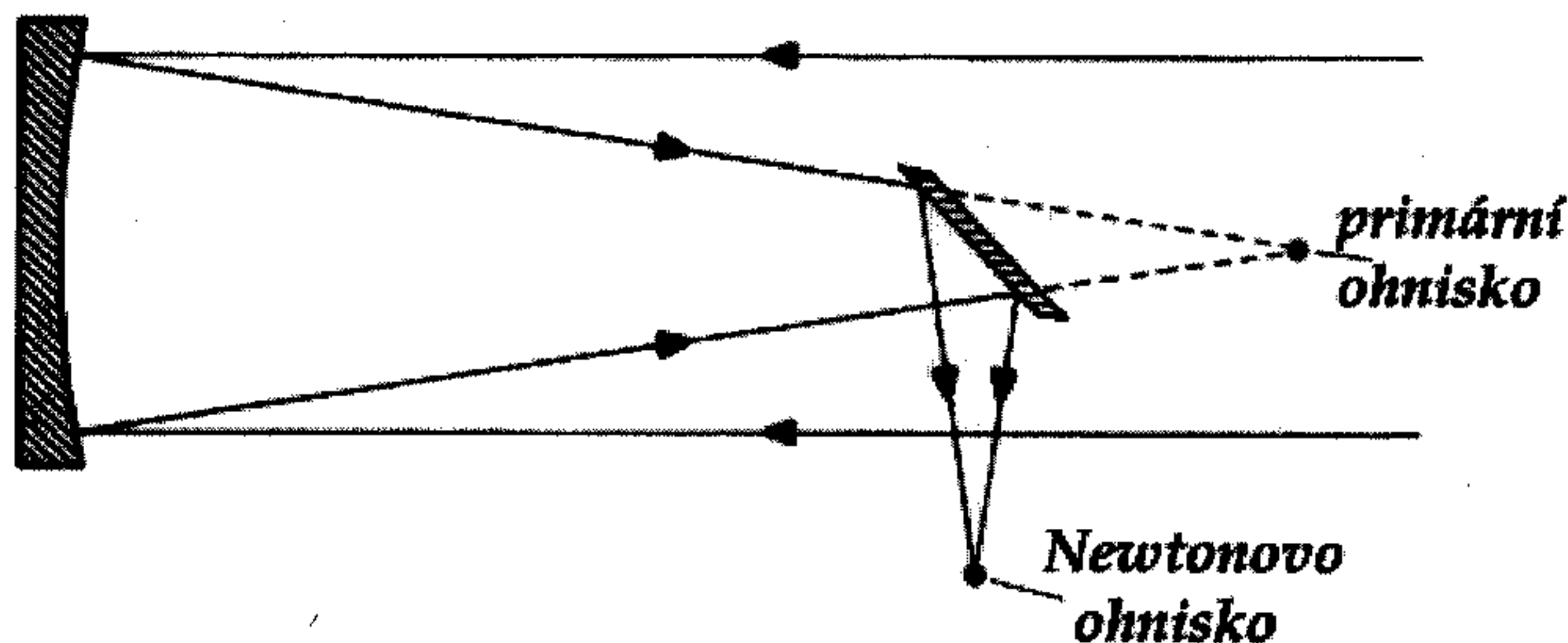
Jedním z nejdůležitějších astronomických přístrojů se stal dalekohled. První relativně kvalitní a levné čočky se objevily už koncem třináctého století, kolem roku 1450 se již běžně vyráběly spojky i rozptylky. Netušíme, proč byl dalekohled sestaven až o dvě století později, přestože již v této době byly potřebné součástky k mání. Jeho vynález se tak přičítá **G. Galilei**, který si dalekohled sám sestrojil a použil jej k pozorování noční oblohy. Historicky však vynález dalekohledu můžeme umístit do Holandska na počátek 17. století (1608 **Hans Lippershey**).

Objektivy Galileových dalekohledů tvořily spojky s ohniskovou vzdáleností 75 až 100 centimetrů, okulárem byly rozptylky s ohniskovou vzdáleností asi pět centimetrů. Průměr objektivu se pohyboval kolem jednoho až tří centimetrů, zvětšovaly 15krát až 20krát a poskytovaly jenom malé zorné pole kolem patnácti minut. Pozorovatel tedy sledovat nanejvýš čtvrtinu úplňkového Měsíce. Přesto i tento jednoduchý dalekohled přinesl obrovský pokrok. Byly objeveny krátery na Měsíci, sluneční skvrny, čtyři největší měsíce Jupitera, dnes po objeviteli nazvané Galileiho měsíce, Saturnův prstenec, ač s nedokonalou optikou nebyl schopen rozpoznat jeho povahu. Galileo sledoval také fáze planety Venuše, odhalil podstatu Mléčné dráhy a některých otevřených hvězdokup.

Obraz u Galileova dalekohledu nebyl příliš kvalitní a další zvětšování obrazu nemělo žádný význam. A tak **Johannes Kepler** pak navrhl dalekohled s dvěma konvexními čočkami a **Christopher Scheiner** ho v roce 1611 podle jeho nákresu zkonstruoval. Tato konstrukce dalekohledu poskytovala obraz sice převrácený ale ostřejší. Dalekohledy této konstrukce se postupně zlepšovaly a nabývaly neobvyklých rozměrů: tak zatímco dalekohled Galileovy konstrukce byl dlouhý 1,5 - 2 m, **Johannes Hevelius** postavil koncem 70. let 17. století dalekohled dlouhý 42 m!

U dalekohledů, které používaly jako objektiv čočku, docházelo k celé řadě optických vad. Jednou z hlavních byla barevná vada, kterou se však podařilo eliminovat za použití achromatického objektivu. Projevovaly se také vady astigmatické, kulové a koma.

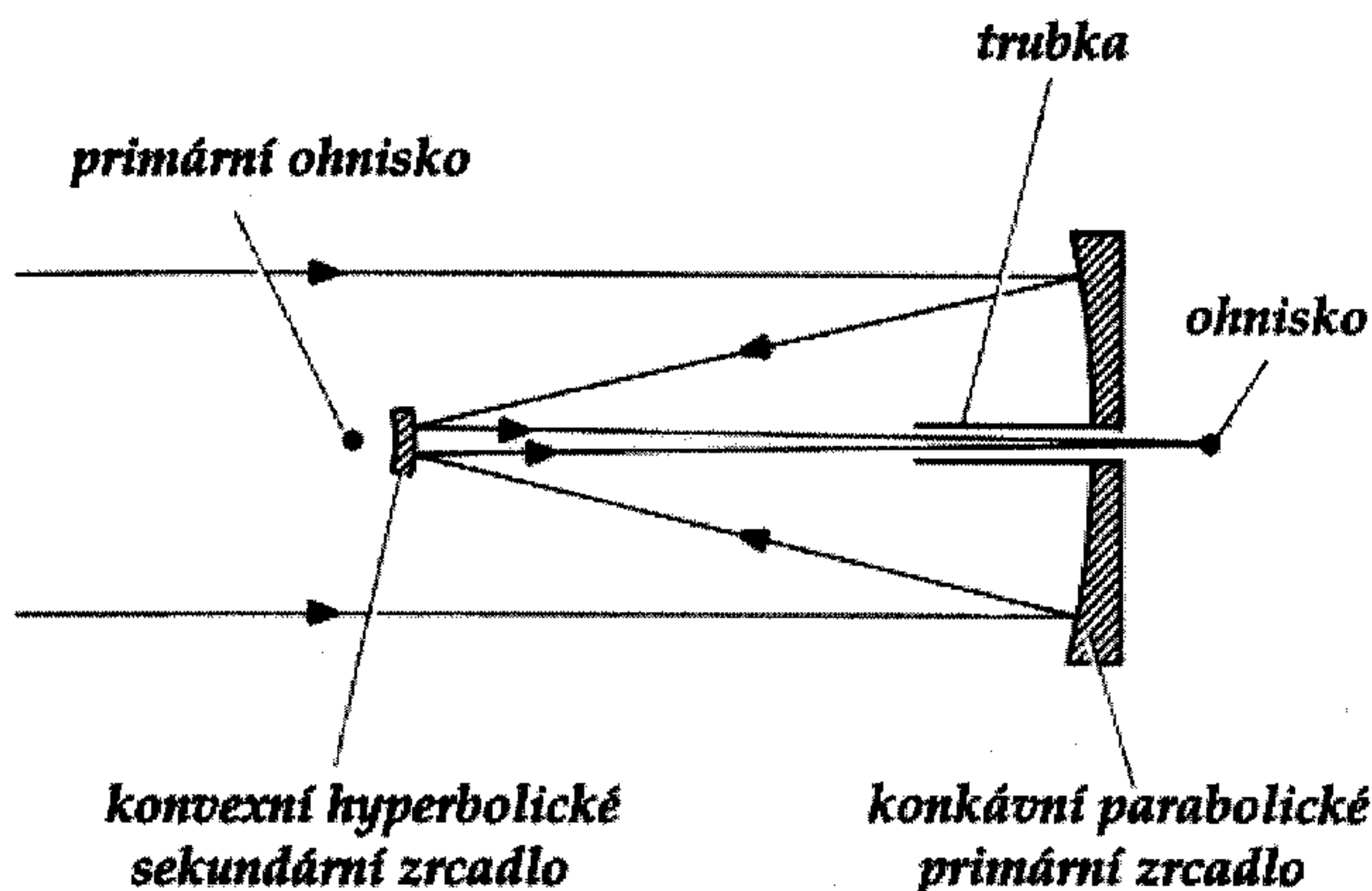
Další zlom nastal v roce 1672, kdy Angličan **Isaac Newton** experimentoval s prizmatem, tj. skleněným trojbokým hranolem a objevil, že dokáže rozložit světlo na jednotlivé barvy spektra, z nich se skládá bílé světlo. **Newton** tak došel k poznání, že vady dalekohledů způsobuje sklo, které špatně rozkládá barvy. Proto nahradil jednu z čoček zrcadlem, a tak položil základy ke konstrukci všech pozdějších zrcadlových dalekohledů užívaných pro astronomické bádání. První zrcadlové dalekohledy (reflektory) měly zrcadla vyrobená z kovu.



Obr. 1 Newtonův dalekohled

Až do konce 19. století byly reflektory a refraktory co do velikosti sběrné plochy srovnatelné. Roku 1897 byl postaven největší refraktor s průměrem objektivu 1,02 m a ohniskovou délkou 19,36 m, který se nachází na Yerkesově observatoři ve státě Wisconsin (USA). Tento refraktor dosáhl maximálních možností v konstrukci dalekohledů tohoto typu. Od této chvíle začínají hrát hlavní roli v pozorovací technice reflektory. Kromě klasického Newtonova systému se objevují u reflektorů systémy další: Cassegrainův a Coudé systém a pro fotografie s velkým zorným polem Schmidtova a Maksutova komora.

Cassegrainův dalekohled: Zkonstruovaný francouzským fyzikem Guillaumem Cassegrainem v roce 1672. Od primárního parabolického zrcadla se svazek paprsků soustřeďuje k malému sekundárnímu zrcadlu ve tvaru vypuklého hyperboloidu. Svazek se po odrazu vrací zpět k primárnímu zrcadlu, jehož otvorem ve středu prochází do Cassegrainova ohniska. Při odrazu na sekundárním zrcadle se sbíhavost paprsku zmenší, čímž se prodlouží ohnisková vzdálenost. To dovoluje prodloužit ohnisko primárního zrcadla 2-5x. Ohnisko je daleko přístupnější než v samotném tubusu.

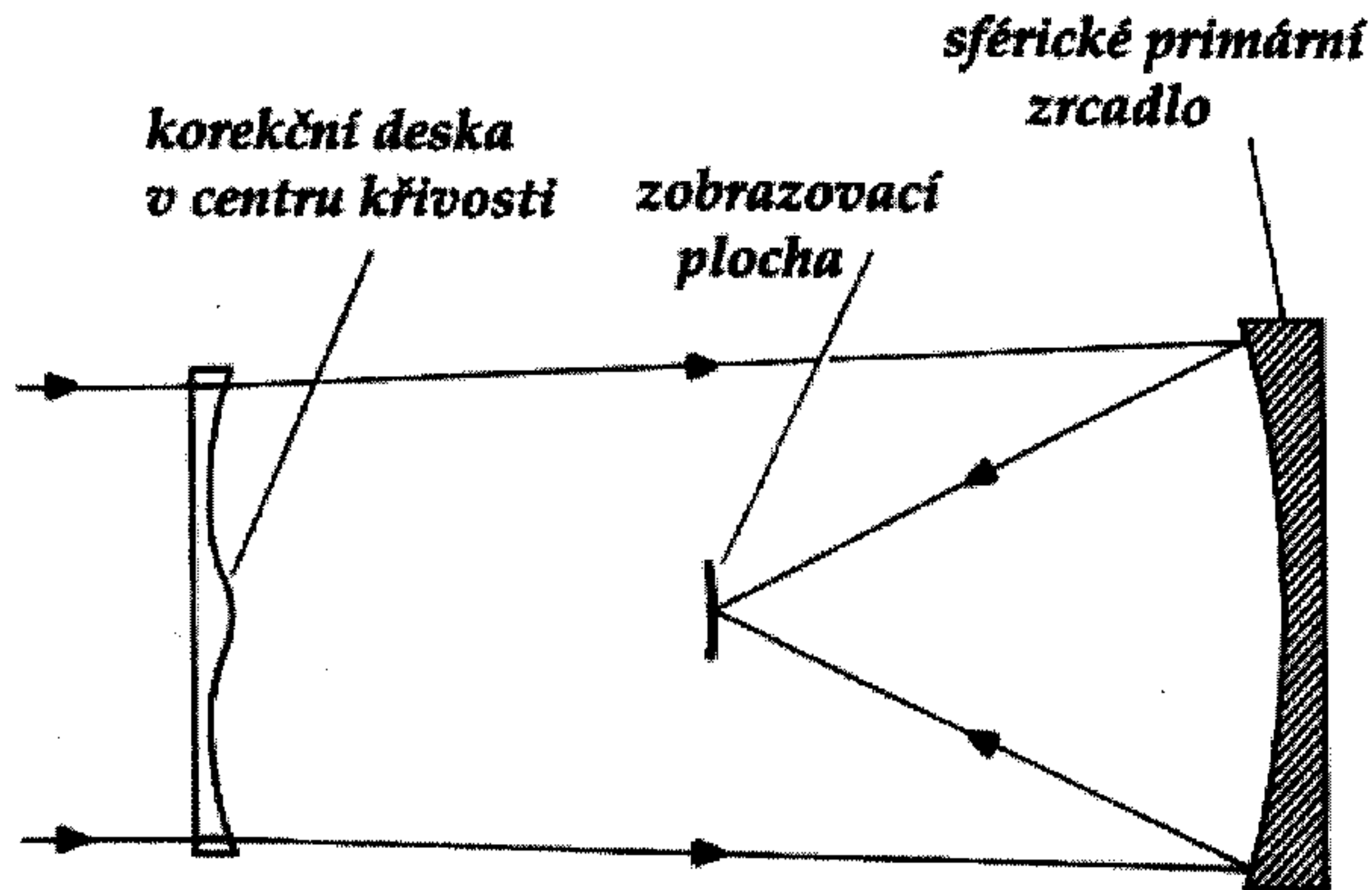


Obr. 2 Cassegrainův systém

Coudé systém: Paprsek vystupuje ve směru polární osy. Směr paprsků zůstává stále stejný, zatímco pozorovaný objekt se na obloze vlivem otáčení Země pohybuje. Toto uspořádání je velmi často používané při studiu světla spektrografy, které jsou umístěny stabilně právě v coudé ohnisku.

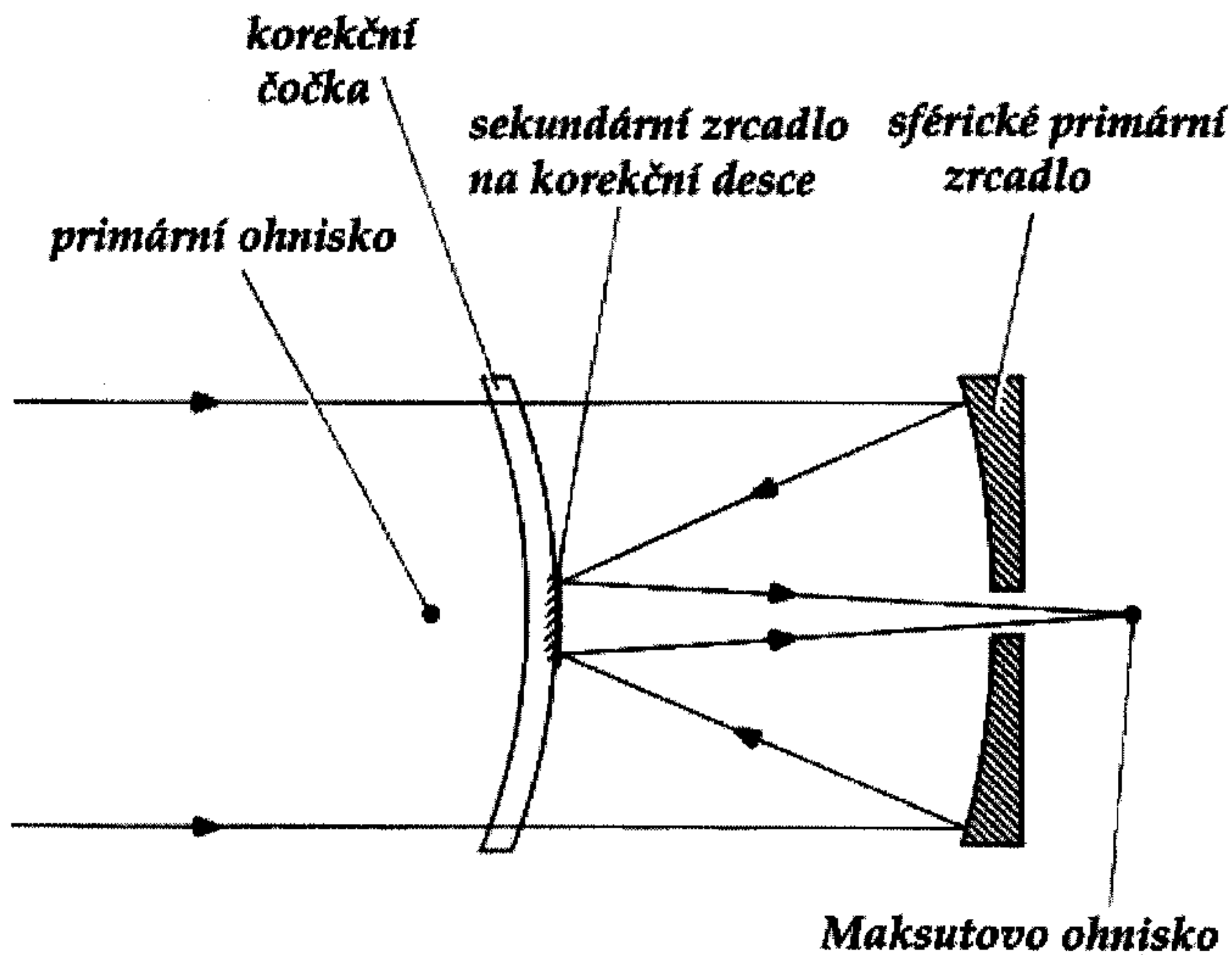
Ritcheyův-Chrétienův systém: V Paříži zkonstruovaný dalekohled Američanem George Ritcheyem a Francouzem Henri Chrétienem. Na výpočtech se podílel i náš astronom Vincenc Nechvíle. Tento systém je v současné době nejpoužívanějším u velkých dalekohledů. Je obdobou Cassegrainova systému s tím rozdílem, že primární zrcadlo není paraboloid, ale je mírně vyperbolické. Sekundární zrcadlo je silně hyperbolické. Dalekohled odstraňuje hlavní vadu zrcadlových dalekohledů – komu. Proto je výhodný pro světelnosti větší než 1:10. Primární ohnisko však nelze přímo použít, je nutné ještě přidat korekční člen. Nejznámějším příkladem použití Ritchey-Chrétienova dalekohledu je Hubbleův teleskop.

Schmidtova komora: Katadioptrický dalekohled zkonstruovaný roku 1930 estonským astronomem a optikem Bernhardem Schmidtem. Objektivem je kulové zrcadlo, které má však kulovou vadu. Většinou se tato vada odstraní tím, že se kulová plocha přebrousí na parabolickou. To je však možné jen pro malá zorná pole. Větší pole jsou na krajích zařížena komou. U Schmidtovy komory je ponecháno kulové primární zrcadlo, které nemá komatickou vadu, a kulová vada je odstraněna skleněnou korekční deskou. Obraz vzniká mezi korekční deskou a primárním zrcadlem, není však rovinný, ale prostírá se na kulové ploše. Proto jsou fotografické desky kulově prohýbány. Zorné pole může být až 10° .



Obr. 3 Schmidtova komora

Maksutova komora: Katadioprtický dalekohled, který navrhl a zkonstruoval v roce 1944 D.D. Maksutov. Jako korekční deska je použit hluboký Maksotův meniskus, jehož poloměry křivosti se málo liší. Tento typ dalekohledu má odstraněn jak kulovou tak i astigmatickou vadu. Protože jsou primární zrcadlo i obě plochy menisku kulové, jde snadno zhotovit.



Obr. 4 Maksutova komora

Hodně lidí se mylně domnívá, že hlavním parametrem každého dalekohledu je zvětšení, které je dáno poměrem ohniskové vzdálenosti objektivu a okuláru $Z = f_{\text{obj}} / f_{\text{oku}}$. S touto otázkou se zcela jistě setkává většina profesionálních astronomů, když k jejich přístroji zavítá nějaká

„neodborná“ návštěva. Hlavní význam dalekohledu spočívá ve schopnosti sbírat světlo z velké plochy a v rozlišení detailů. Teoretická rozlišovací schopnost dalekohledu s kruhovou aperturou je dána *Rayleighovým kritériem* $\theta_{\min} = 1,22 \lambda / D$, kde D je průměr objektivu v metrech a vlnová délka v angstrémech. Pro oko a efektivní vlnovou délku 510 nm je rozlišovací schopnost dalekohledu dána $R = 0,128 / d$, kde d je průměr objektivu v metrech a R je rozlišovací schopnost v úhlových vteřinách. S rostoucím průměrem tak roste i rozlišovací schopnost a zvětšuje se i sběrná plocha. Bohužel se nacházíme na Zemi, pod vrstvou atmosféry, která nám tuto teoretickou rozlišovací možnost ubírá (velký nepřítel astronomů je znám pod pojmem seeing).

Ať je dalekohled zhotoven sebelépe, co se týče optiky, bez kvalitní montáže bychom nedokázali využít jeho možností. K dobrému dalekohledu patří dobrá montáž. Proto dnes existuje celá řada typů montáží: dobson, paralaktická (německá, anglická, coudé), azimutální.

Ekvatorální (paralaktická) montáž: Montáž dalekohledu, u níž je jedna z os (polární, hodinová) rovnoběžná s osou zemskou. Druhá osa leží v rovině světového rovníku. Velkou výhodou této montáže je to, že během celého pozorování zůstává dalekohled v deklinaci upevněn a jediné se mění úhel kolem hodinové osy a to 15° za hodinu. Ekvatorální montáž vyžaduje robustní pevnou konstrukci, největším optickým dalekohledem s touto montáží je 5m Haleův dalekohled na Palomar Observatory. Podle konstrukce a uspořádání os se paralaktická montáž dělí na několik typů: německá, osová anglická, podkovová, rámová, vidlicová.

Dobsonova montáž: Dalekohled s velmi jednoduchou, ale stabilní azimutální montáží, na které je většinou Newtonův teleskop. Pohybuje se hladce mezi bočními ložisky a otáčí se na jednoduché platformě. Velmi oblíbený u astronomů amatérů.

Azimutální montáž: Dovoluje dalekohledem pohybovat ve směru obzorníkových souřadnic; výška kolem vodorovné a azimut kolem svislé osy. Snadno se zhotovuje, nepotřebuje protizávaží. Nevýhodou je, že je potřeba současné změny obou souřadnic, a to různou rychlostí. V dnešní době počítačů je však tento problém podružný a u všech největších dalekohledů je použita právě tato montáž.

Největší dalekohledy světa:

10,0 m	Keck I a Keck II	Mauna Kea, Hawaii	složené zrcadlo z 36 segmentů
9,2 m	Hobby-Eberly	Mt. Fowlkes, Texas	složené zrcadlo z 91 segmentů
8,2 m	Subaru	Mauna Kea, Hawaii	jediné zrcadlo
8,2 m	Antu, Kueyen, Melipal, Yepun	Cerro Paranal	interferometr VLT
8,1 m	Gillett	Mauna Kea, Hawaii	Gemini North
8,1 m	Gemini (South)	Cerro Pachon, Čile	dvojče Gemini North
6,5 m	MMT	Mt. Hopkins, Arizona	
6,5 m	Walter Baade	La Serena, Čile	Magellan I
6,5 m	Landon Clay	La Serena, Čile	Magellan II
6,0 m	Bolšoj Teleskop	Zelenčuk, Rusko	první azimutální montáž

Adaptivní optika

V březnu roku 1988 na ESO (European Southern Observatory) na La Silla v Andách bylo zachyceno první světlo dalekohledem nové generace - NTT (new technology telescope). Dalekohled s průměrem primárního zrcadla 3,58 m a světelností $f / 2,2$ stál cca 13 miliónů dolarů. V kombinaci s výbornými optickými vlastnostmi dalekohledu a skvělými pozorovacími podmínkami v místě, je schopen rozlišení $0,36''$. Na tomto přístroji byla poprvé

použita metoda **adaptivní optiky**. Primární zrcadlo leží na 75 hydraulických pístech, které jsou schopny ve velice krátkém čase deformovat pozitivním způsobem zrcadlo tak, že je tím kompenzováno deformování obrazu při průchodu atmosférou.

Adaptivní optika je systém složený ze tří částí: **čidla**, které měří deformaci vlnoplochy přicházející vlny, **korekčního zařízení** upravujícího odrazovou plochu zrcadla a **velmi rychlého počítače**. Rovinná vlnoplocha z hvězdy je deformovaná především v troposféře. Její deformace při dopadu do dalekohledu je měřena pomocí referenční hvězdy, která může být uměle vytvořena ve výšce kolem 90 km. Pro získání co největšího množství světla ze slabých objektů se budují velké dalekohledy ve spojení s adaptivní optikou, která znamená podstatné zlepšení jejich rozlišovací schopnosti.

Někdy se adaptivní optika zaměřuje s aktivní optikou, která slouží k odstranění vlastních chyb samotného dalekohledu. Další metodou, která slouží k odstranění neklidu atmosféry je tzv. **skvrnková interferometrie**, kterou vynalezl v roce 1970 francouzský astronom Antoine Labeyrie.

Obraz hvězdy v ohniskové rovině nemůže být nikdy bodový, neboť je co do velikosti vždy omezen ohybem světla. V ideálním případě je pak hvězda zobrazena jako difrakční obrazec. Světlo z hvězdy však musí ještě navíc projít při cestě do dalekohledu zemskou atmosférou, která je značně nehomogenní a zmítaná turbulencemi. Obraz je pak (na déle exponované fotografii) rozmazaný a rozlišovací schopnost je snížena. Skvrnková interferometrie pořizuje snímky rozdrobeného obrazu s krátkou expozicí (setiny sekundy) v rychlém sledu za sebou. Tím vyloučí neklid atmosféry a statistickou analýzou skvrnek je pak možné získat celou řadu informací (oddělit blízké dvojhvězdy, rekonstruovat větší útvary na disku veleobrů, měřit průměry hvězd apod.).

Teleskopy na družicích

Největší optický dalekohled obíhající Zemi, Hubbleův kosmický dalekohled (HST) byl vypuštěn v roce 1990. Vznikl spoluprací americké NASA a Evropské kosmické agentury ESA. Je koncipován jako trvalá družicová observatoř s minimální trvanlivostí 15 let.

První návrh dalekohledu podala už v roce 1962 skupina astronomů z Princetonu. Konečný návrh předložila v roce 1977 skupina vědců z 38 ústavů. Dalekohled byl dokončen v roce 1985. Vypuštění bylo ale zpožděno havárií raketoplánu Challenger (26.ledna 1986).

HST má hmotnost 12 t. Obíhá Zemi ve výšce 600 km jednou za 95 minut. Optický systém je Ritchey-Chrétien. Primární zrcadlo má průměr 2,4 m, hmotnost 820 kg a je vyrobeno z křemene s velmi malou teplotní roztažností. Nerovnosti zrcadla nepřesahují 10 nm. Ve výšce 5 m nad primárním zrcadlem je umístěno sekundární zrcadlo o průměru 30 cm. V ohnisku se vytváří obraz téměř o velikosti Měsíce (29'). Dalekohledem se pozoruje ve viditelném světle, infračervené a blízké ultrafialové oblasti spektra.

Mezi přístroje, které jsou na HST nainstalovány, patří širokoúhlá planetární kamera (WF/PC2), která v roce 1993 nahradila starší WF/PC1. V roce 1997 astronauti provedli výměnu kamery pro slabé objekty FOC, kterou vybudovala agenturou ESA, za zobrazovací spektrograf STIS. Dále se na HST nachází spektrograf pro slabé objekty FOS. Goddardův spektrograf s vysokým rozlišením GHRS byl nahrazen v roce 1997 infračervenou kamerou se spektrografem NICMOS. Tyto přístroje používají vnitřní část zorného pole dalekohledu.

Vnější část je využívána jemnými čidly pro navádění dalekohledu (Guide Star Catalog), ale pro jejich citlivost jsou také používány pro astrometrická pozorování. Dalekohled od začátku trpěl optickou vadou, na kterou se však přišlo příliš pozdě, až na oběžné dráze kolem Země. HST je znám také jako nejdokonaleji vyrobený „zmetek“. Proto první mise, která byla k dalekohledu vyslána, nainstalovala korekční optický člen COSTAR (Corrective Optics Space Telescope Axial Replacement), který eliminoval chyby vzniklé špatným vybroušením primárního zrcadla.

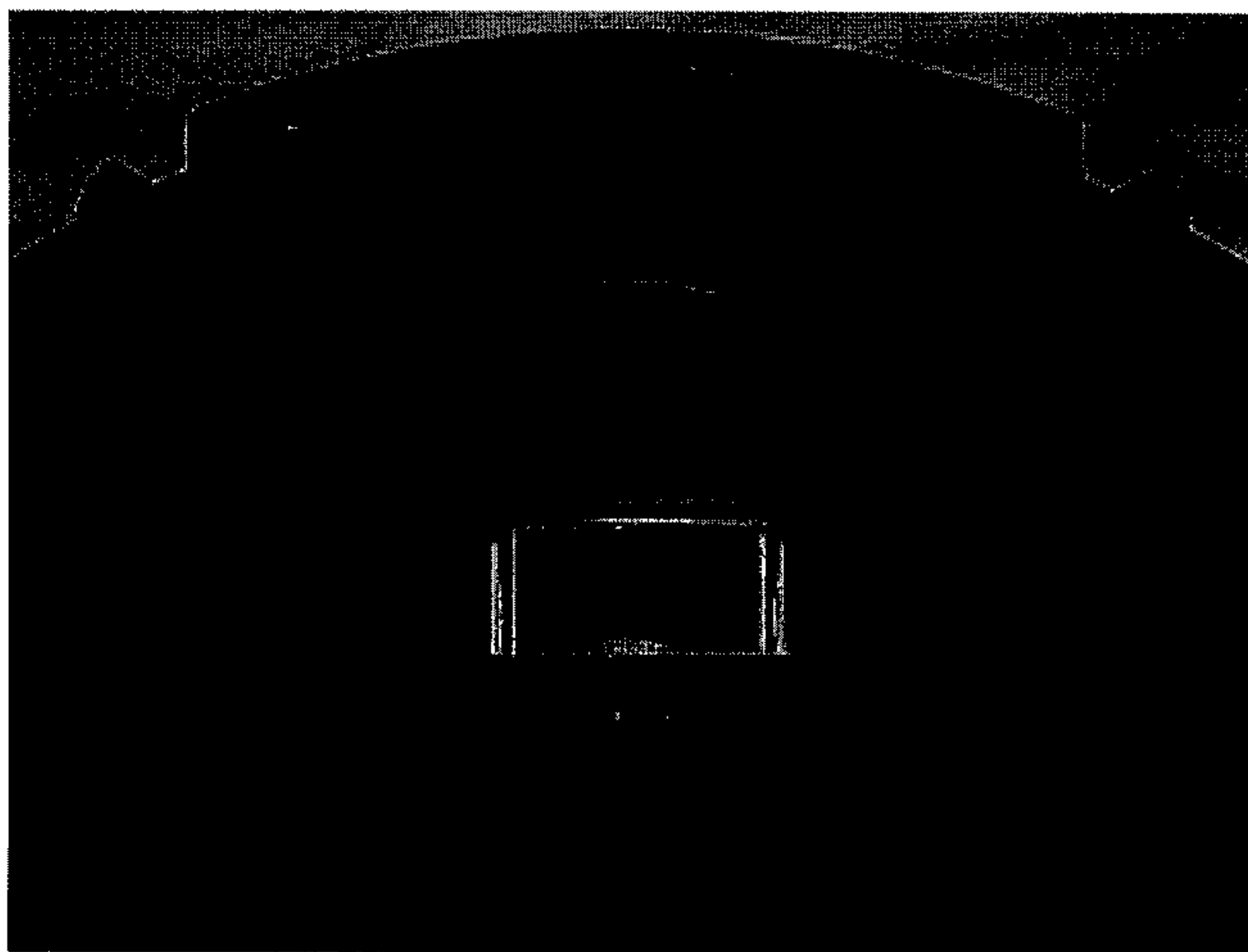
Vysoká rozlišovací schopnost (setiny úhlové vteřiny) umožnila pozorovat detaily na povrchu planet, disky hvězd Betelgeuze a Miry, překotný vznik hvězd atd. Hubbleův kosmický dalekohled podstatně rozšířil náš vesmírný obzor.

CCD

CCD (charge coupled device) byly sestrojeny v roce 1970 Boylem a Smithem v Bellových laboratořích. CCD mají různou možnost použití: paměti, korelační a optické detektory apod. Poslední zmíněná kategorie optických detektorů nás bude dále zajímat.

CCD kamera je tzv. zobrazovací detektor, který zaznamenává obraz vytvořený v ohniskové rovině objektivem dalekohledu. Ten je na různých místech světlejší nebo tmavší a to úměrně počtu dopadajících fotonů. CCD detektor je schopen zachycené fotony po určitou dobu strádat (integrovat) a převést na elektrický signál (zdigitalizovat). Kapacita typického detektoru je několik desítek tisíc elektronů a proto je digitální převodník mezi nábojem v jednom obrazovém elementu (v podstatě malý kondenzátor) vesměs 16-bitový (s rozsahem hodnot do asi 65 tisíc).

CCD nahrazuje fotografickou desku, je však menší, ale citlivější a mnohem účinnější v registraci fotonů než klasická fotografie. Zatímco CCD je schopno zaregistrovat více než 75 % dopadajících fotonů, fotografická emulze pouze 1 %. Tím se docílilo jednak zkrácení expozic, ale také maximální dosah dalekohledů než tomu bylo u klasické fotografie.



Obr.3: CCD kamera firmy SBIG ST-1001E

Jak CCD funguje? Na tenké polovodičové destičce (např. křemíkové) jsou seřazeny velmi jemné zobrazovací elementy (pixely) citlivé na fotony. Velikost jednoho pixelu je různá, obvykle se pohybuje mezi 7-24 μm . Pixely jsou řazeny do několika tisíců řad a několika tisíců sloupců. Užívané CCD dnes mají i 4096x4096 pixelů. Dopadem fotonu se uvolní elektron, takže počet uvolněných elektronů v pixelu odpovídá množství záření, které na pixel dopadlo. Jednotlivý pixel má kapacitu až půl miliónu elektronů. Do 100.000 elektronů má pixel lineární charakteristiku. Náboj každého pixelu je zaznamenán po ukončení expozice v digitální formě. Získaná data jsou zpracována počítačem, znázorněna na obrazovce jako snímek nebo graf, nebo přímo analyzována. CCD se stalo v dnešní době nejpoužívanějším detektorem v astronomii a téměř vytěsnilo fotografickou emulzi. Ta si udržela postavení

pouze při snímání velkých částí hvězdné oblohy, protože je stále problém vyrobit velký CCD čin, který by byl rozměrově srovnatelný s fotografickou deskou, která se používá např. ve Schmidových komorách.

CCD čipy je nutné chladit, protože s rostoucí teplotou narůstá termický šum, který má za následek vznik tzv. „temného proudu“. Efekt tohoto temného proudu v praxi znamená, že se CCD čipem nemůže být provedena libovolně dlouhá expozice. V extrémním případě by byl pixel už jenom díky tepelně uvolněným elektronům nasycen a žádný další elektron uvolněný případným světelným zářením by neměl místo. Čím menší je tedy temný proud, tím delší může být maximální doba expozice. Pro snížení tepelného šumu je proto CCD čip chlazen (Peltiérův článek, kapalný dusík, suchý led apod.).

Existuje více zdrojů nežádoucích elektronů; jedním z nich je „výstupní šum“ (read out noise), který je způsoben procesem vyčítání elektronů z pixelu a přenosem dat do počítače. „Výstupní šum“ vstupuje do hry samozřejmě pouze jednou a to při vyčítání snímku na konci expozice a je vždy konstantní (nezávislý na době expozice). Každý typ CCD čipu má různou hodnotu výstupního šumu. Většina ostatních šumů je přímo úměrná druhé odmocnině doby expozice; elektrony uvolněné dopadem světla jsou přímo úměrné době expozice. Tzn.: čím déle trvá expozice, tím menší význam budou mít ostatní šumy v poměru ke skutečnému signálu (snímku). Říkáme, že poměr signál/šum roste s rostoucí dobou expozice. Snímky s delší expozicí mají tedy - vedle skutečnosti, že jednoduše dopadne více světla - další výhodu v tom, že šum pozadí ztrácí na významu.

Další překážkou je fakt, že ne všechny obrazové elementy čipu mají stejnou citlivost na dopadající fotony; toto mohou způsobit např. malé rozdíly v tloušťce. U některých optických systémů může navíc dojít k tomu, že světlo nedopadá na celou plochu čipu rovnoměrně. Podobné rozdíly mezi dvěma libovolnými pixely mohou snadno dosáhnout 5 nebo 10%.

Problém s temným proudem řeší tzv. „temný snímek“ (dark frame), problém s různou citlivostí pixelů zase „flat field“. Temným snímkem (snímek s uzavřenou optikou přibližně po stejnou dobu, jako má trvat předpokládaná expozice) lze temný proud velmi přesně určit, neboť při temném snímku jsou generovány všechny elektrony zapříčiněné teplem (na CCD čip nedopadá žádné světlo). Takto určené hodnoty lze následně po skutečné expozici od jednotlivých pixelů odečíst, a tím získat celkový počet elektronů, které nevznikly pomocí temného proudu. Pokud pořídíme snímek rovnoměrně osvětlené plochy, získáme tzv. „flat field“, neboli snímek teoreticky stejných hodnot jasnosti. I u tohoto snímku je však nutné udělat také dark frame.

Extrémně jasné objekty, např. hvězdy první velikosti, způsobují někdy efekt, kterému se říká přetečení (blooming). Přetečení je rozeznatelné jako jistý druh světlých čar, které vycházejí z jasného objektu (podobně jako ohybový efekt na držáku sekundárního zrcadla u optického systému Newton). „Blooming“ vzniká tak, že jeden pixel je zcela „nasycen“ a jednoduše „přeteče“, přičemž elektrony přebíhají do následujícího pixelu ve stejné řadě.

Ultrafialová fotometrie

UV fotometrie je provozována na vlnových délkách mezi 912 Å, což je mez Lymanovy série, a 3500 Å, kde začíná atmosférické okno pro světlo. Záření z vesmíru o kratších délkách než 912 Å (100-912 Å) je předmětem EUV (extreme ultraviolet).

Molekuly zemské atmosféry pohlcují UV záření, a proto se pozorování v tomto oboru spektra konají buď z balónů ($> 2500 \text{ \AA}$), nebo z družic a raket ($< 2500 \text{ \AA}$). V UV oblasti jsou ve spektrech důležité rezonanční čáry nejhojnějších chemických prvků ve vesmíru (atomárního a molekulárního vodíku), které jsou důležité pro poznání vlastností hvězdných atmosfér a mezihvězdného plynu v Galaxii.

Prvním kosmickým objektem, který byl pozorován v této oblasti, bylo Slunce. Přístroje byly vyneseny raketami V2 (neblaze známé z 2.světové války). V 60.letech 20.století už byly vyneseny raketami do 150 km první pointované dalekohledy s detektory, což umožnilo pozorování hvězd. Pozorování však byla omezena pouze na pár minut. Z balónů ve výškách kolem 40 km bylo možné pozorovat i několik hodin, ale pouze ve vlnových délkách delších než 2000 \AA .

Značný rozvoj UV astronomie přinesly až ultrafialové družice. Teprve z vesmíru je možné pozorovat v celém UV intervalu, a to po dostatečně dlouhou dobu. Pozorování v UV oboru je dvojího druhu: a) UV přehlídky oblohy s malým prostorovým a spektrálním rozlišením b) pozorování vybraných objektů s vysokým rozlišením.

Rozkvět UV astronomie nastal vypuštěním družice OSO (Orbiting Solar Observatory, první vypuštěna už v březnu 1962), OAO (Orbiting Astronomical Observatory, družice pro UV a rentgenové záření, vypuštěna v roce 1968, sestaven katalog UV zdrojů), IUE (International Ultraviolet Explorer, 1978, pořídila přes 70 000 spekter všech možných objektů, dosah v UV oblasti do 21 mag), UIT (Ultraviolet Imaging Telescope, vynesen raketoplánem 1990 a 1995, velké zorné pole $40'$), EUVE (Extreme Ultraviolet Explorer, základ pro EUVE oblast, pozorování na vlnových délkách $70-116 \text{ \AA}$) a HST. Zvláštní kapitolkou jsou pozorování v UV oblasti spektra na hraně Lymanovy série, které byly provedeny na palubě kosmických sond Voyager. Mezi hlavní poznatky, které nám UV oblast přinesla, patří rozsáhlé horké halo kolem naší i jiných galaxií a hvězdný vítr.

EUV záření je mezi RTG a UV zářením. Meze nejsou přesně stanoveny, obvykle se udává interval $160-912 \text{ \AA}$. Mezi EUV zdroje patří kromě přechodové oblasti na Slunci také bílí trpaslíci (Sírius B) o teplotách několika statisíců stupňů, hvězdy raných spektrálních tříd ($T_{\text{ef}} > 35.000 \text{ K}$), některé pulsary, zbytky supernov, kataklyzmické proměnné, galaktická koróna ad.

Infračervená fotometrie

Infračervené záření je v mezihvězdném prostoru pohlcováno mnohem méně než světlo. Proto v něm lze pozorovat středové oblasti Galaxie a nitro mlhovin, v nichž probíhá zrod hvězd. Zemská atmosféra působí jako filtr a tak nám umožňuje pozorování pouze v určitých intervalech frekvencí (tzv. okna). Ve fotometrii se IF okna označují velkými písmeny: J ($1.25 \mu\text{m}$), H ($1.6 \mu\text{m}$), K ($2.2 \mu\text{m}$), L ($3.6 \mu\text{m}$), M ($5.0 \mu\text{m}$), N ($10 \mu\text{m}$) a Q ($21 \mu\text{m}$). V infračervené oblasti se podílí na absorpci hlavně molekuly vody, oxidu uhličitého, oxidu dusného (tzv. rajský plyn) a ozonu, proto se infračervená astronomie přesunula do vysokých nadmořských výšek, kde je minimum vodních par, nebo přímo do kosmického prostoru. Známým příkladem vysokohorského infračerveného teleskopu je 3m dalekohled NASA na Mauna Kea. IF záření se obvykle dělí na blízkou infračervenou ($0.7-25 \mu\text{m}$) a dalekou infračervenou oblast ($25-100 \mu\text{m}$).

Za objevitele IF záření je považován William Herschel, když v roce 1800 proměřoval pomocí tří teploměrů teplotu oblasti, která je vnímána jako „teplo“. Herschel nazval toto záření

infračervené záření (infra = pod). První astronomické pozorování v infračervené oblasti je z roku 1856, kdy bylo zaznamenáno IF záření Měsíce. Počátkem 20. století byly v IF oblasti pozorovány planety a několik málo jasných hvězd. Vesměs šlo o pozorování v blízké infračervené oblasti, které pronikne atmosférou. Záření o vlnových délkách větších než $1.2 \mu\text{m}$ je atmosférou absorbováno.

Důležitou roli má výzkum spektra IF zdrojů. Dovoluje určit jejich teplotu a chemické složení. Přejechy mezi hladinami energie mnohých molekul jsou právě v IF (submilimetrovém nebo milimetrovém) části spektra. Jsou to přechody mezi vibračními a rotačními hladinami energie molekul. IF spektroskopie hraje hlavní úlohu při sledování atmosfér vnějších planet, mezihvězdného plynu, obřích molekulových mračen, globulí, obálek hvězd typu Mira, planetárních mlhovin atd.

Stejně jako v UV oblasti byl další rozvoj infračervené astronomie spojen s komickým programem a přesunem infračervených dalekohledů do kosmického prostoru. Od roku 1983, kdy byla vypuštěna družice IRAS, byla na oběžnou dráhu kolem Země dopravena celá plejáda jiných.

IRAS (InfraRed Astronomical Satellite) – mezinárodní družice, pozorovala na vlnových délkách 12, 25, 60 a $100 \mu\text{m}$, detekováno 350.000 IF zdrojů, objeven prachový disk kolem Vega, intenzivní emise při srážce galaxií, galaktické jádro, jako první družice objevila kometu (IRAS-Araki-Alcock), celkem 6 komet

COBE (Cosmic Background Explorer) – vypuštěna v listopadu 1989, přesné měření IF a mikrovlnného reliktního záření, potvrdila správnost teorie velkého třesku

ISO (Infrared Space Observatory) – vypuštěna v listopadu 1995, 60 cm zrcadlo systému Ritchey-Chrétien, citlivost 1000x vyšší než u družice IRAS, pozorování obřích planet, planetek, komet, oblasti překotného vzniku hvězd, srážky galaxií atd.

IRTS/SFU (Infrared Telescope Satellite/Space Flyer Unit) – březen 1995, Japonsko

SOFIA 2004
Stratospheric Observatory for Infrared Astronomy
↔ ϕ 2,7 m 5-30 μm výška 37 km

Herschel 2007
(družice FIRS1) 3,5 m 1 L2

Typy spektrografů

Spektrograf je optický přístroj, který rozkládá světlo nebo jiný druh záření ve spektrum. Astronomické spektrografy pracují ve spojení s dalekohledy. Základní členění spektrografů: štěrbinový a bezštěrbinový.

štěrbinový spektrograf – Obraz zdroje vytvořený dalekohledem dopadá na úzkou vstupní štěrbinu, která vybere z obrazu úzký proužek a prošlý rozbíhavý svazek se v kolimátoru přemění v rovnoběžný svazek paprsků. Tento svazek pak dopadá na hranol nebo mřížku (hranolový nebo mřížkový spektrograf).

bezštěrbinový spektrograf – V některých případech zdroj září pouze na několika emisních čarách, můžeme vyřadit štěrbinu (protuberance, planetární mlhoviny, bleskové spektrum Slunce při zatmění aj.). Na snímku se místo pruhu s úzkými spektrálními čarami objeví monochromatické obrazy zdroje.

Výkon spektrografu charakterizují tři veličiny: *disperze, světelnost a rozlišovací schopnost*. Disperze udává, kolik angströmů se vejde do 1 mm spektra nebo kolik milimetrů ve spektru zabere jeden angström spektra (u Slunce připadá několik mm na 1 Å). S rostoucí disperzí klesá intenzita ve spektru, takže disperze je touto veličinou omezena. Rozlišovací schopností se rozumí poměr $\lambda/\Delta\lambda$, kde $\Delta\lambda$ je nejmenší rozdíl vlnových délek, které jsme schopni ještě rozlišit.

Spektroheliograf

Spektrograf pro pořizování snímků Slunce v jedné spektrální čáře. Byl navržen v roce 1892 G.E. Halem. Má vysokou disperzi. Jeho součástí je sluneční dalekohled s velkou ohniskovou vzdáleností. V ohniskové rovině je obraz Slunce zobrazen na úzkou vstupní štěrbinu. Po průchodu štěrbinou je bílé sluneční světlo rozloženo ve spektrum. Z celého spektra vybírá výstupní štěrbinu pouze určitou vlnovou délku (nejčastěji čáru H α nebo K čáru ionizovaného vápníku, méně často jiné čáry Balmerovy série, čáry hélia nebo kovů).

Spektrograf pracuje tak, že se během expozice posouvá deska stejně rychle jako obraz Slunce po vstupní štěrbině. Výsledkem je pak snímek celého Slunce ve zvolené spektrální čáře (spektroheliogram).

Optická mřížka : $d(\sin\phi_1 + \sin\phi_2) = m\lambda$, kde ϕ_1 je úhel dopadu, ϕ_2 je úhel lomu, m odpovídá řádu spektra. Rozlišovací schopnost mřížky: $A = \lambda/\Delta\lambda = m.N$, kde N je celkový počet vrypů ($N = D/d$, D ...velikost mřížky, d ...mřížková konstanta).

Ešelet – optická mřížka s malým počtem vrypů, soustřeďuje světlo do vysokých řádů spekter. Má vysoké rozlišení. Vyšší řády se však překrývají, používá se proto příčná disperze (pomocí hranolu nebo druhé mřížky). Obrazy spektra různých řádů jsou pak narovnány pod sebe do řad.

Základní spektroskopické pojmy:

Kontinuum: v astronomii se obvykle označuje jako spojité spektrum. Intenzita čar se udává relativně vůči intenzitě kontinua. Kontinuum je spektrum zdroje, který vysílá záření všech vlnových délek ale bez spektrálních čar. Spojité spektrum vysílají pevné látky (vlákno

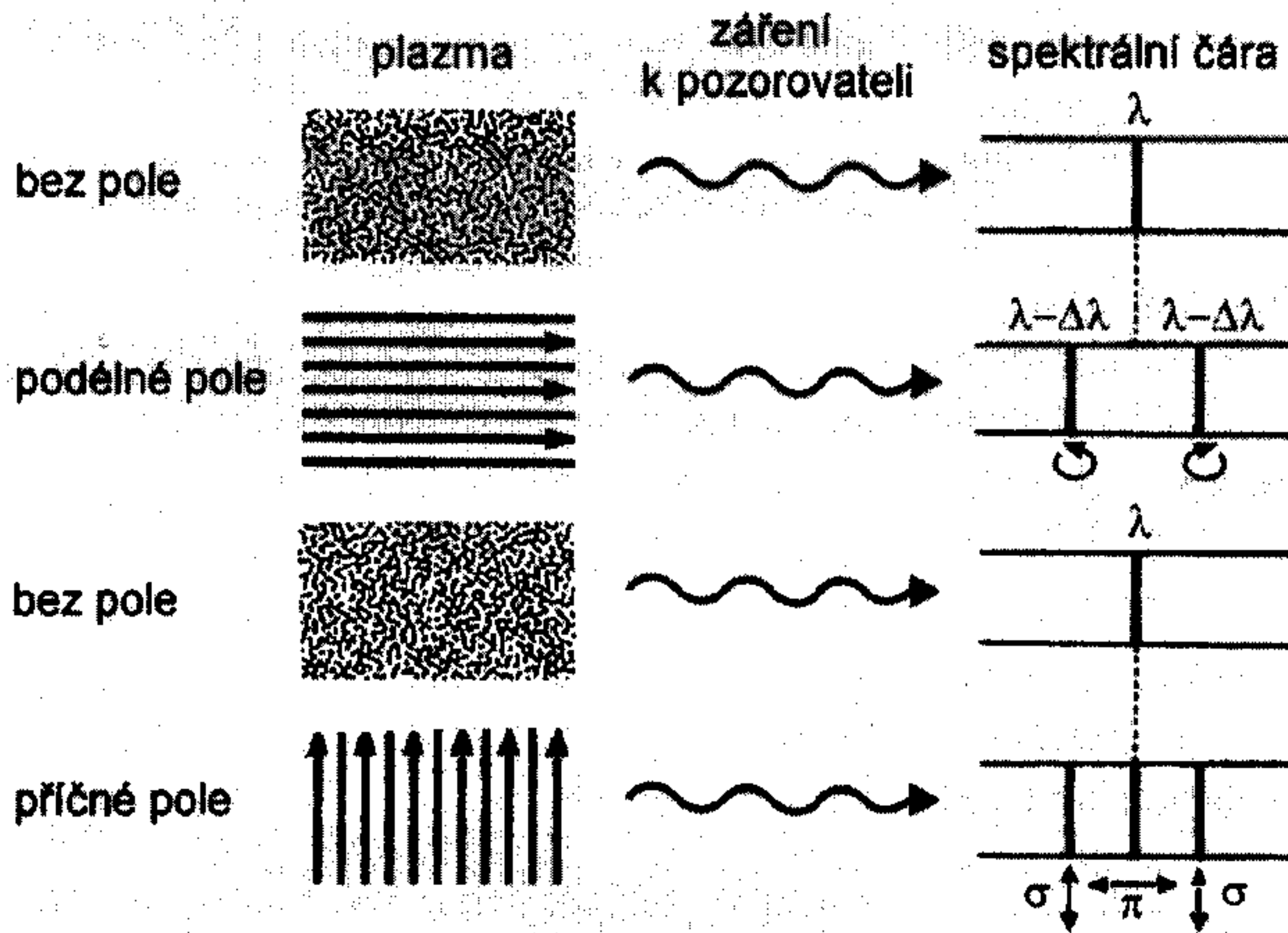
žárovky, rozpálená kamna), nebo rozsáhlé oblasti plazmatu (hvězdy). Např. spojité sluneční spektrum vzniká rekombinací atomů neutrálního vodíku s volnými elektrony. Rozložení zářivého toku ve spektru spojitého záření černého tělesa je dáno Planckovým zákonem.

Profil čáry: Závislost intenzity záření na vlnové délce v oboru spektrální čáry. V profilu rozeznáváme jádro a křídla čáry. Jádro čáry je středová oblast spektrální čáry, která je rozšířená Dopplerovským rozšířením, vnější části profilu, křídla, jsou vytvářeny útlumem srážkami nebo Starkovým jevem. U slabých čar pozorujeme pouze jádro.

Dopplerovské rozšíření čáry: jde o rozšíření spektrální čáry v důsledku tepelného pohybu. Atomy, které se pohybují směrem k nám, vysílají svoji čáru posunutou směrem k červenému konci a naopak. Dopplerovské rozšíření je větší pro lehčí atomy, neboť mají větší rychlosti. Tepelný pohyb je v každém plynu či plazmatu, proto se s Dopplerovským rozšířením často setkáváme. Koeficient absorpce je dán $k(\Delta\lambda) = k(0)e^{-\Delta\lambda/\Delta\lambda_d}$, kde $k(0)$ je hodnota ve středu čáry a $\Delta\lambda_d$ je Dopplerova šířka čáry. Jiným důvodem Dopplerovského rozšíření může být turbulence nebo konvekce ve hvězdné atmosféře, rozpínání atmosféry, rozšíření rotací hvězdy. $\Delta\lambda = 3,58 \cdot 10^{-7} \lambda (T/\mu)^{1/2}$

Starkův jev: rozšíření nebo rozštěpení spektrálních čar elektrickým polem (lineární a kvadratický Starkův jev). Nejvýrazněji se projevuje u spektrálních čar vodíku, s rostoucím protonovým číslem klesá. V proměnlivém elektrickém poli plazmatu, kde se v okolí zářícího atomu neustále pohybují nabitě ionty a elektrony, způsobuje rozšíření čar tzv. atomární Starkův jev. Rozšíření je úměrné hustotě iontů a elektronů v plazmatu, je dobrým ukazatelem tlaku ve hvězdné atmosféře (bílé trpaslíci vs. veleobří).

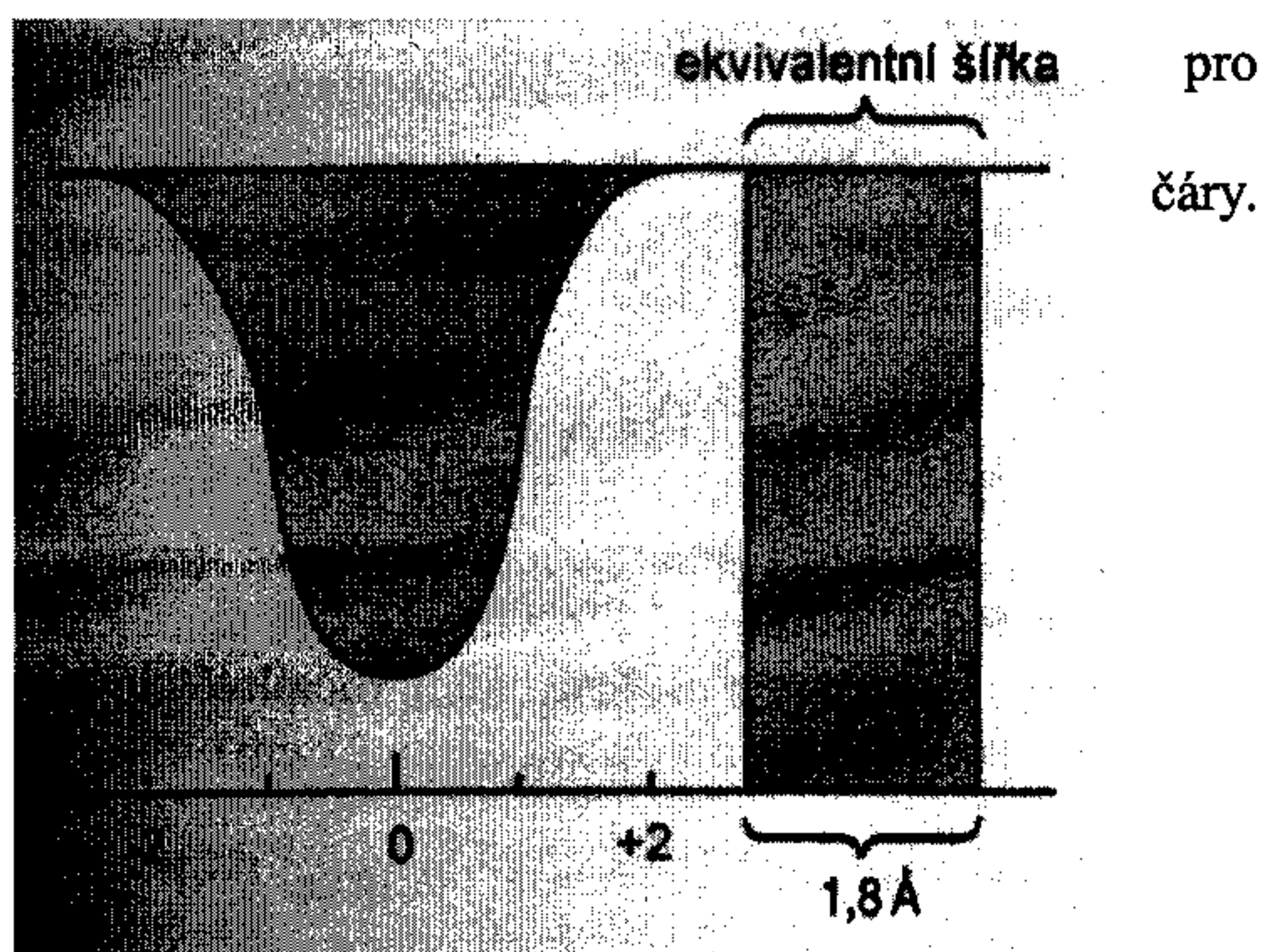
Zeemanův jev: rozštěpení spektrálních čar magnetickým polem. Absorbující nebo emitující atomy mění v přítomnosti magnetického pole své hladiny energie. To se projeví rozštěpením na několik polarizovaných složek. Způsob rozštěpení čáry závisí na směru magnetického pole vůči pozorovateli a velikost rozštěpu na intenzitě magnetického pole. Zeemanův jev nám dovolu je měřit velikost a směr magnetického pole.



Rozšíření rotací: jestliže hvězda rychle rotuje, posouvá se v důsledku Dopplerova posuvu každá spektrální čára ze vzdalujícího se okraje k červené a z přibližujícího se okraje k modré části spektra. Protože u hvězd pozorujeme současné záření celého disku, projeví se rotace v rozšíření spektrálních čar. Velikost rozšíření pak závisí na rychlosti rotace, ale také na úhlu sklonu rotační osy hvězdy vůči nám.

Ekvivalentní šířka čáry: Míra celkové absorpce spektrální čáry. Udává množství záření, které ze spojitého spektra odstraní absorpční čára. Protože profil čáry je různé absorpční čáry různý, proto se zavádí pojem ekvivalentní šířka. Jde o pomyslnou plochu, která absorbuje z kontinua stejné množství energie jako samotná čára (viz obr.).

Radiální rychlost: složka rychlosti v zorném směru, jde měřit z posuvu spektrálních čar vzhledem ke srovnávacímu spektru. Radiální rychlost se přepočítává vzhledem k Slunci, čímž se vyloučí rychlost oběhu Země kolem Slunce.



Zpracování spektroskopických pozorování

Co lze vyčíst z hvězdného spektra

Hvězdné spektrum nám poskytuje daleko větší možnosti než obyčejná fotometrie. Z hvězdného spektra jsme schopni určit chemické složení, teplotu, gravitační zrychlení, tlak plynu či elektronů. Analýzou hvězdného spektra je možné také určit průmět rotační rychlosti, indukci magnetického pole, rozložení prvků na povrchu apod.

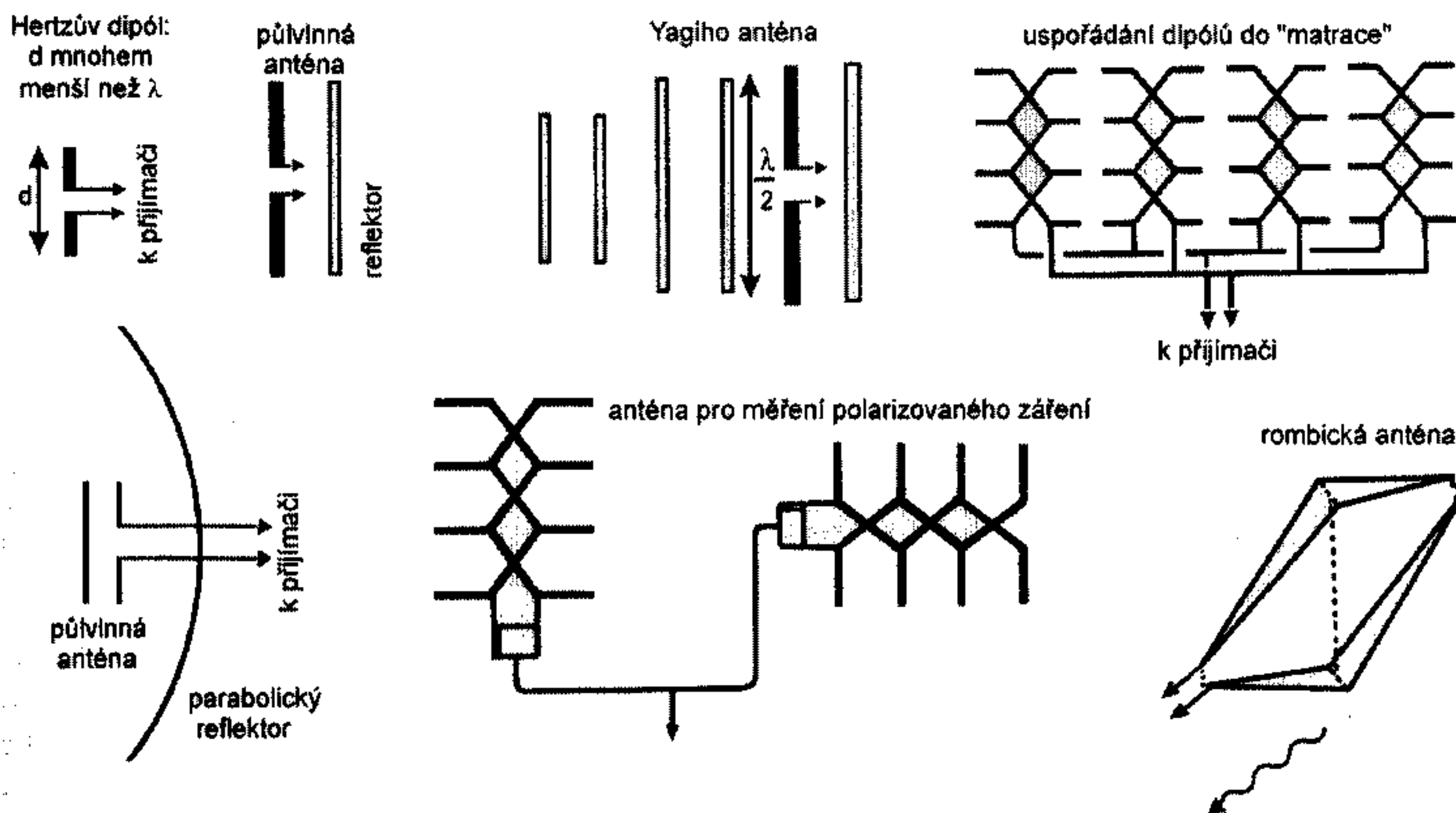
Radioastronomie

Počátky radioastronomie sahají do počátku 30.let minulého století. Americký inženýr českého původu Karl Jansky tehdy hledal původ šumu (rádiového), který rušil krátkovlnné spojení mezi loďmi a pobřežím. Zjistil, že zdrojem šumu je střed Galaxie. Objev byl publikován v New York Times (1932). Zůstal však nepovšimnut až do druhé světové války, kdy britské letectvo zjistilo, že jim něco ruší spojení mezi letadly ale také radiolokátory. To něco bylo Slunce.

Rádiové záření spadá do frekvencí 10 kHz – 300 GHz. Pro astronomy je velkým problémem rádiové záření, které má původ na Zemi (rádio, televize, mobilní telefony, elektrické spotřebiče atd.). Rádiové záření může být tepelného nebo netepelného (synchrotronového) původu. Využívá se při identifikaci mezihvězdných molekul (známo přes 100), studium struktury a rotace galaxií (vlnová délka 21 cm).

Radioastronomie může zkoumat vesmír buď pasivně (pouhý příjem rádiového záření z vesmíru) nebo aktivně (využívá odrazu rádiových vln od těles v naší sluneční soustavě). Podle předmětu zkoumání pak radioastronomii členíme na meteorickou, planetární, sluneční, galaktickou, extragalaktickou.

Radiometr je přístroj pro měření hustoty zářivého toku, detektorem je bolometr s vysokou absorpční schopností (určení toku pak závisí na průchodu proudu nebo změně elektrické vodivosti). Radioteleskop nám umožňuje měřit hustotu toku, polohu a úhlovou velikost zdroje, spektrum i polarizaci. Kromě radioteleskopů se v radioastronomii využívá i systémů antén, které jsou rozmístěny na velké ploše.



S rostoucím průměrem radioteleskopu roste i rozlišovací schopnost (plně pohyblivý 100m teleskop v Effenbergu má na vlnové délce 21 cm rozlišovací schopnost cca 9'), ale zhoršuje se možnost ovládat takové „monstrum“. Proto se hojně využívá interferometrie (Very Large Array, Socorro, Nové Mexiko, 27 teleskopů o průměru 25m, rozlišení 0,05'' na vlnové délce 7 mm a 1'' na 21 cm!). V současné době je největší radioteleskop s průměrem 305m v Arecibu (může ale sledovat pouze pás oblohy $-20^\circ - +20^\circ$). Pro dosažení co největší rozlišovací schopnosti (VLBI – průměr Země, VSOP – eliptická dráha kolem Země).

Rádiové pozadí na vlnových délkách 50 cm – 300 m má dvě složky: anizotropní, která se silně koncentruje ke galaktické rovině (netepelná, synchrotronové záření relativistických elektronů v magnetickém poli Galaxie), a izotropní složku extragalaktického původu (také netepelná). V oblasti 30 μ m – 50 cm je velké zesílení izotropní složky, které souvisí s reliktním zářením.

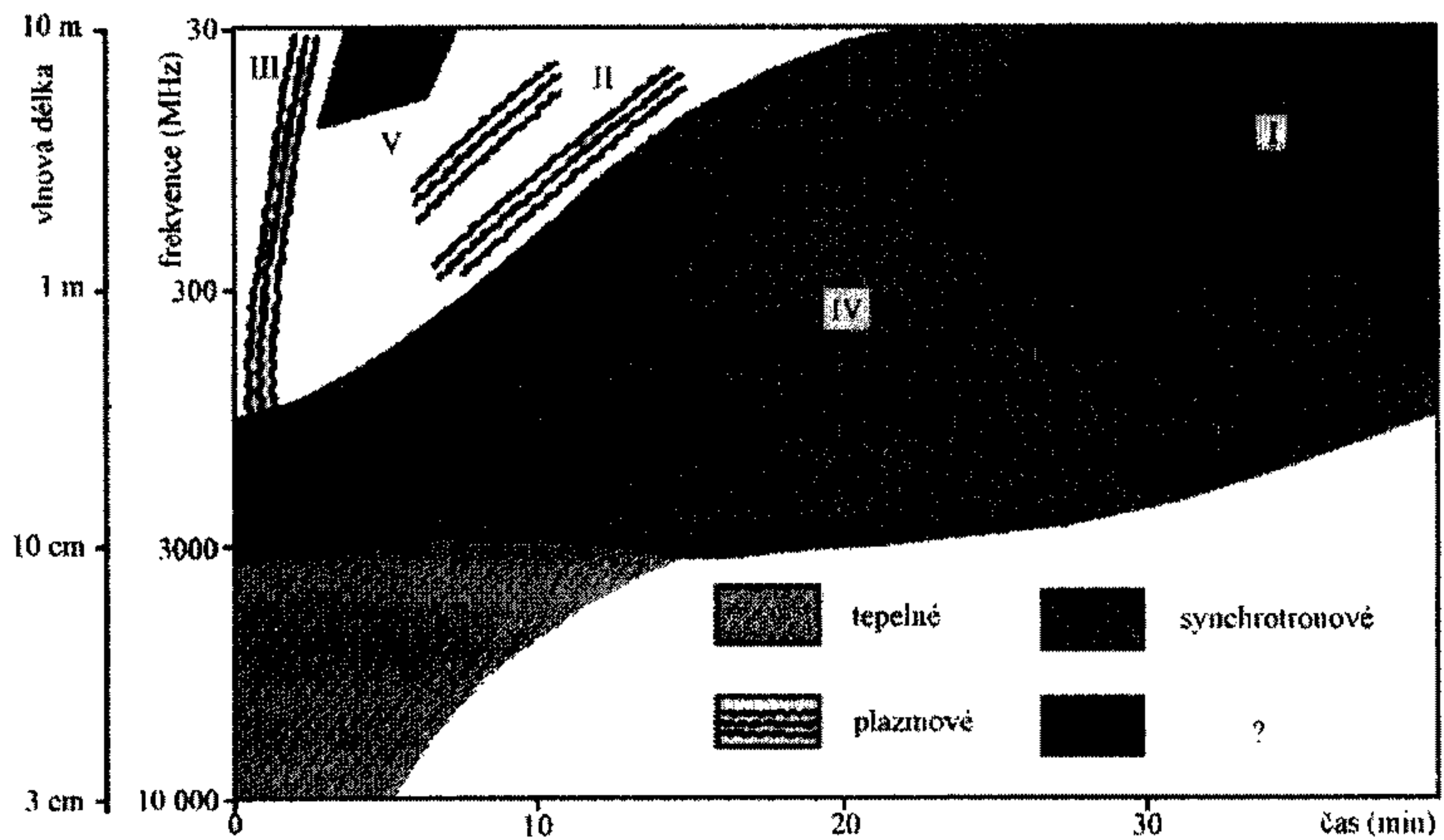
Rádiové čáry produkují mezihvězdné molekuly, přechody mezi vysokými hladinami vodíku (kolem 100) a významnou je vodíková čára 21 cm (1420 MHz), která má původ v převrácení spinu elektronu.

Mezi plošné objekty, které vydávají rádiové záření, patří všechny galaxie (spirální, eliptické i některé kvasary). Jde především o synchrotronové záření. Výkon v rádiovém oboru je slabý (10^{30} – 10^{39} W, více než 10^{39} W pak silný): pro srovnání výkon Galaxie ve světle je 10^{37} W. Dalším plošným objektem jsou mlhoviny, které mohou být zdroji jak tepelného (Orion, Éta Carinae, oblasti HII), tak synchrotronového záření (M1, Cassiopea A).

Rádiová hvězda: dříve se označovaly všechny rádiové zdroje, dnes pouze skutečné rádiové hvězdy (eruptivní proměnné, červení obři – Betelgeuze, Antares, těsné dvojhvězdy - β Lyr, Algol, novy, pulzary).

I Slunce je intenzivním zdrojem rádiového záření (pro svou polohu). Většina záření je tepelného původu, při zvýšené sluneční činnosti narůstá rádiové záření netepelného původu. Spektrální klasifikaci rádiových vzplanutí na Slunci vybudoval australský astrofyzik Paul Wild (dynamická spektra typu I – V)

- I. Netepelná emise provázející sluneční činnost – tzv. šumová bouře – velmi krátké úzkopásmové pulsy (300 – 50 MHz), tisíce za hodinu, trvá i několik dnů
- II. Úzkopásmová emise začíná metrovými vlnami a pomalu se přesouvá k dekametrovým vlnám (po řadu minut) 10 MHz. Tento typ doprovází mohutné erupce a je projevem rázové vlny stoupající sluneční atmosférou. Někdy následuje typ IV.
- III. Úzkopásmové záblesky (několik sekund) proběhnou spektrem od decimetrových do dekametrových vln (500 – 0,5 MHz). Vyskytují se často ve skupinách, obvykle nastupuje typ V. Tento typ je vybuzen svazkem velmi rychlých elektronů prolétajících korónou.
- IV. Hladké kontinuum v metrových vlnách, jde o synchrotronové záření relativistických elektronů zachycených magnetickým polem koróny. Provází některé velké sluneční erupce, začíná 10 – 20 minut po jejím maximu a trvá několik hodin.
- V. Krátkodobé kontinuum v dekametrových vlnách, trvá jen několik minut, synchrotronové záření, často po typu III



V naší sluneční soustavě jsou zdroji rádiového záření také velké planety (např. Jupiter – oblaka, magnetosféra, synchrotronové záření elektrony z Ió).

Milimetrová a submilimetrová astronomie

Milimetrová (1 – 10 mm, 300 – 30 GHz) a submilimetrová (0,1 – 1 mm, 3000 – 300 GHz) astronomie jsou radioastronomií nejkratších vlnových délek. I v tomto oboru existují tzv. atmosférická okna. Přední observatoří na zemském povrchu je IRAM (Institute de Radioastronomie Millimetrique), která se nachází ve Španělsku (Pico Veleta, 30 m teleskop) a ve Francii (Plateu de Bure, 5 x 15 m).

Zdrojem je záření kosmického prachu a rádiové spektrální čáry, které vznikají při přechodech mezi rotačními energetickými stavy molekul. Detektory jsou stejné jako u radioastronomie (bolometr, heterodyn – oscilátor v přijímači jehož frekvence se směšuje s frekvencí signálu a z výsledných rázů se pak analyzuje přicházející signál).

Základní význam této oblasti připadá na studium reliktního záření, které bylo objeveno Wilsonem a Penziasem v roce 1965. Družice COBE zkoumala v roce 1989 toto záření a zjistila nehomogenity, Dopplerovský posuv 600 km/s vůči izotropnímu reliktnímu pozadí ve směru souhvězdí Pravitka (příčinou je velké nakupení galaxií, tzv. Velký přitahovač, který sestává převážně z nezářivé hmoty).

Další mezník zkoumání reliktního záření představuje družice WMAP (2001), která byla schopna třicetkrát lepšího úhlového rozlišení než COBE a zároveň se podařilo výrazně snížit další chyby měření. Nejvýznamnějším výsledkem je určení stáří vesmíru 13,7 miliardy let s chybou 2%!!! Díky sondě víme, že hvězdy ve vesmíru začaly vznikat mnohem dříve než se doposavad soudilo (již 200 miliónu let po velkém třesku) a také se zpřesnil údaj o čase, kdy se stal vesmír průhledným pro optické záření (380 000 let po velkém třesku). Také jsme získali odhady o složení vesmíru (běžná látka 4%, 1/3 skrytá hmota, kterou nemůžeme pozorovat, ale projevují se její gravitační účinky a téměř 3/4 tvoří skrytá energie, o jejíž povaze nevíme zhola nic).

RTG astronomie

Rozvoj RTG astronomie přichází s věkem kosmických družic. První zdroje RTG záření byly objeveny na základě pozorování z výškových raket (Sco X-1, Tau X-1). V roce 1970 byla vypuštěna první družice na sledování RTG zdrojů, UHURU. Té se podařilo zjistit 339 zdrojů záření, z nichž vznikl 4U katalog. Nejčastějšími zdroji byly dvojhvězdy, záření bylo izotropní, anizotropní složka souvisela s rovinou Galaxie, RTG záření přicházelo z rozsáhlých mezigalaktických prostor v kupách galaxií.

Velký pokrok ve studiu RTG zdrojů přinesly družice Einstein, ROSAT, Chandra, XMM, ale také družice SOHO, Yohkoh, které se specializovaly na Slunce. Rosat 1990 – proměřila oblohu a našla 120 000 RTG zdrojů, na její práci navázala družice Chandra (1999, 1 keV – 10 keV, zorné pole 31' x 31', rozlišení < 0,5'').

RTG dvojhvězda : jedna ze složek je degenerovaná (černá díra, neutronová hvězda, bílý trpaslík), druhá je buď velmi masivní (Cen X-3, Cyg X-1) nebo s malou hmotností. RTG záblesk I typu: termionukleární zapálení nahromaděného materiálu na neutronové hvězdě, záblesk II typu: dopad většího množství plazmy na neutronovou hvězdu.

RTG erupce : u Slunce pozorujeme erupce několik minut až hodin, u hvězd např. RS CnV, O a B spektrální typy (buzení RTG záření ve hvězdném větru), F – M (RTG záření ovlivněno rotací hvězdy), u bílých trpaslíků pouze mladí s vysokou teplotou

RTG galaxie: všechny galaxie vyzařují v tomto oboru, je to však o několik řádů méně energie než ve světle, zdrojem dvojhvězdy, místa překotného vzniku hvězd, srážky galaxií

RTG pozadí: obrovské množství RTG galaxií, družice Chandra (28 h expozice oblasti o velikosti 1/5 Měsíce -> 70 miliónů zdrojů na celé obloze)

Slunce je zdrojem RTG záření – koróna (2 milióny K, energie elektronů 1 keV), dvě složky : 1) pozadí, malé změny ze dne na den, závisí na fázi slunečního cyklu (aktivní oblasti) 2) občasná, krátkodobá složka, RTG erupce

Gama astronomie

Gama záření bylo zjištěno dávno, bohužel pro astronomy na špionážních družicích, které kontrolovaly moratorium na pokusné jaderné výbuchy. V dnešní době probíhá v této oblasti bouřlivý rozvoj (družice GRO, Integral, Beppo-Sax).

Stejně jako u RTG astronomie tak i u gama astronomie pozorujeme izotropní pozadí (100 keV – stovky MeV), které však nelze dnešní pozorovací technikou rozlišit. Předpokládá se, že jde o velké množství aktivních galaxií nebo o styčné oblasti, kde interaguje hmota s antihmotou.

Od roku 1967 bylo pomocí gama družic pozorováno několik tisíc gama záblesků (v průměru jeden denně). Byly publikovány ve čtyřech katalozích 1B až 4B. První identifikovaný optický protějšek byl z 28. února 1997 (GRB970228). Později bylo podle identifikace Hubblovým dalekohledem zjištěno, že jej vyzářila velmi vzdálená galaxie. Problém s optickou identifikací gama záblesku je dán tím, že neznáme polohu moc přesně (detektor BATSE na družici GRO určuje polohu s chybou 5°).

Nejslabším zdrojem gama záření je naše Země (blesky, interakce energetických elektronů s atomy atmosféry). Také Slunce je zdrojem gama záření, ale jenom při velkých slunečních erupcích. Při anihilaci magnetického pole jsou urychleny elektrony, které vybudí atomy (uhlíku, dusíku, kyslíku) a při deexcitaci dochází k vyzáření gama-čáry. Při srážkách dochází i k tříštění atomových jader (vzniklé deuterium 2,23 MeV).

Příčina gama záblesků není dosud objasněna, je však celá řada různorodých teorií (splnutí dvou neutronových hvězd, srážka hvězdy a antihvězdy). Časový průběh gama záblesku se liší případ od případu. Některý záblesk je velice úzký a krátký (tisíciny sekundy), jiný má komplexní strukturu a trvá i přes hodinu. Nejvyšší energie dosáhly 50 GeV. U měkkých zdrojů gama záření se podařilo nalézt opakující se tvz. magnetary (dva v naší Galaxii a jeden ve Velkém Magellanově oblaku). Přestože gama záblesk trvá jen krátkou dobu, s větší vlnovou délkou se prodlužuje doba trvání (hovoříme pak o „světelném dosvitu“, „rádiovém dosvitu“ atd.). Z proměření emisních čar iontů železa v RTG spektru nebo absorpčních čar v optickém dosvitu se podařilo zjistit, že gama záblesky pocházejí z kosmologických vzdáleností daleko za hranicemi Galaxie. Velikost zdroje se podařila určit pouze v rádiovém dosvitu (VLBI síť).

Detektory

Detekce v RTG a gama oboru spektra je obtížná, záření se velice neochotně odráží a je spíše pohlcováno. RTG dalekohled je možné ještě zhotovit a to tak, že se skládá ze dvou válců (parabolického a hyperbolického), na které téměř tečně dopadá RTG záření a to se odráží do ohniska, kde je detektor.

Dalekohledy pro gama záření jsou spíše pouze detektory gama záření. Pro malé energie (100 keV – 10 MeV) se používá scintilační detektor na bázi NaI, který při absorpci gama fotonu vyzáří foton v optické oblasti. Pro energie mezi 30 MeV – 10 GeV se využívá jiskrová komora (rozlišovací schopnost 1°). Nejenergetičtější gama-fotony dávají za vznik elektromagnetické spršce v atmosféře (Čerenkovo záření), která lze pak pozorovat optickými dalekohledy (více než 10 observatoří na světě sleduje toto záření, objeveno kolem 20 zdrojů vysokoenergetického gama záření).

Gravitace a její detektory

Hlavní zdroj informací o vesmíru - elektromagnetické záření

- jsme jej schopni z vesmíru detekovat v rozsahu 10^{-24} m (z fotony v kosm. záření) do 10^5 m (záření III ze Slunce) ~ 96 orbit

Další informace - a) přímý průzkum kosm. sondami
b) kosmické záření
c) sluneční vítr, hvězdný vítr
d) neutrina

Dění v kosmu řídí gravitace kosm. objektiv, vesmíru jako celku - o ni se dovídáme jen nepřímo, např. z elektromag. vln

Přímé měření - nesnadné - přesná zakřivení časoprostoru - my jsme schopni detekovat jen křivky gravitačního pole - gravitační vlny

Gravitace vlny

- kde kmitá prostor a čas, jeho zakřivení (OTR 1915)

jiné pojetí gravitace: Newton - tělesa se pohybují působením gravitační síly

OTR - Einstein - žádná gr. síla neexistuje, ale protože je čas a prostor zakřivený srovnatelnosti

OTR - náročná na pochopení, matematický aparát složitější, nicméně se jí dosud nepodařilo ani experimentálně, ani teoreticky spočítat

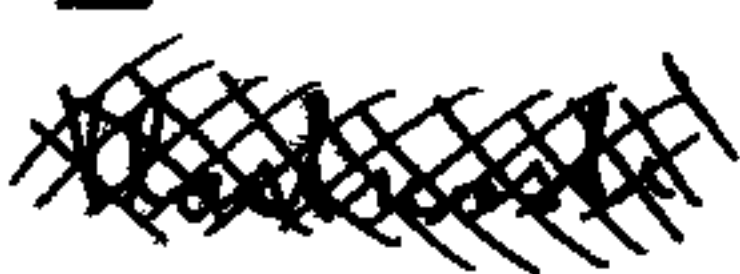
⇒ nejlepší teorie gravitace - nezbytná k fyzice černých děr, kosmologických stadií vývoje hvězd, vesmíru jako celku.

Kuřidy - předpovídá i OTR → gravitační vlny vznikají tehdy, když se někde náhle změní gravitační pole - rozruší se šíří do prostoru porucha. Náhle katastrof. změny.

Rychlost šíření ~ přenos informace - rychlost světla. Má vlnovou délku, frekvenci. Z dešifrování průběhu rozrušení, spektrálního složení → první gravit. vlny ~ vznik ČD, NH (např.)

Možnými zdroji gr. vln - dvojhvězdy (nejlépe těsné) - jejich splývání. Nejlépe, jsou-li složkami kružnicové oběžné nepřímější myšlenkový zdroj - splývání dvou ČD

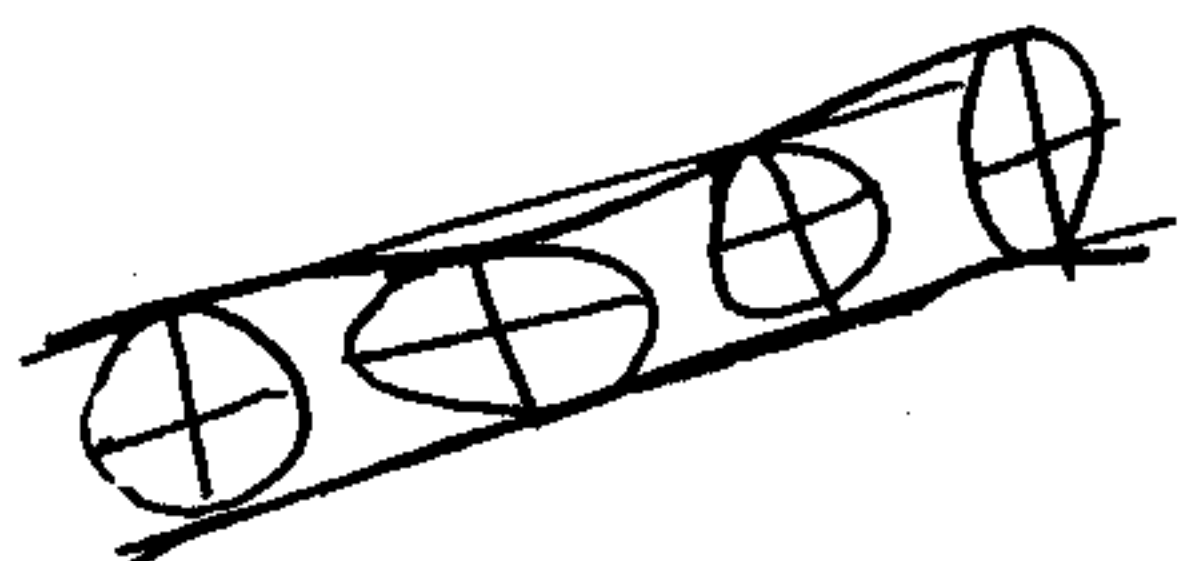
Kosmologické gravit. vlny z raného vesmíru ~ dohlednost do doby, kdy vesmír $\tau \sim 10^{-43}$ s
× luč. šíření dohlednost $\tau \sim 140000$ let



Vlastnosti gravitačních vln

- v mnoha směrech podobné elmag. vlnám

- a) šíří se rychlostí světla
- b) Mají příčný charakter - elmag. vlna ovlivňuje působí jin na nabité částice, gravitační na všechny
- c) Polarizace $\updownarrow \leftrightarrow$ elmag. vlnění - směry gravit. vln - mnohem menší - eliptická



d) Hlavní rozdíl - v její intenzitě - jsou nesrovnatelně slabé - dává slabosti gravitační interakce $\sim 1:10^{42}$ více elmag.

=> v současnosti nemáme potřebné ani detektory, ani dostatečně silný "vysílač"

$\frac{\Delta L}{L} \sim$ řádově 10^{-20} pro reálné situace ve vesmíru
 reálné pozorování, pokud by citl. 10^{-21}

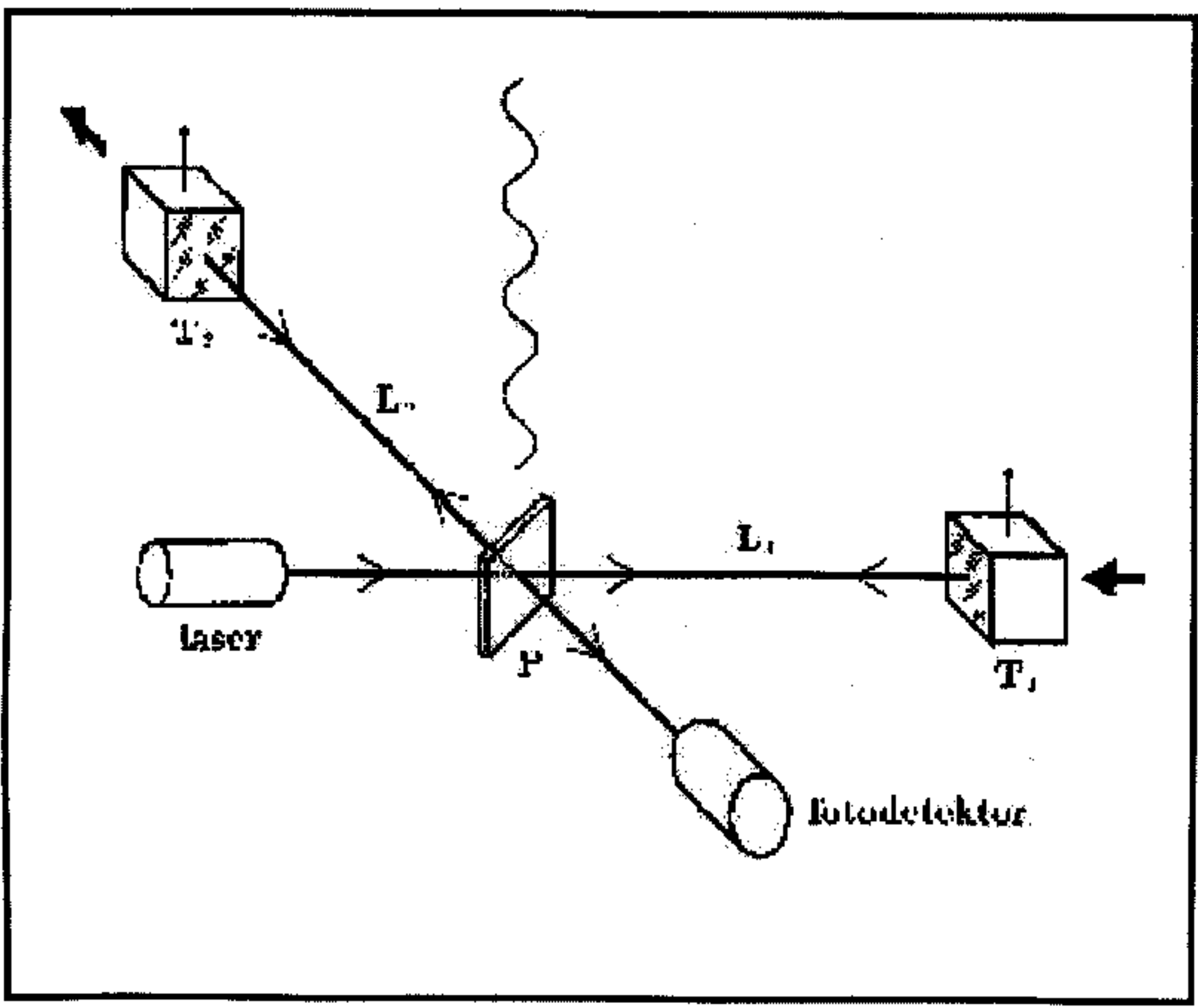
Detektory gravitačních vln

Joseph Weber - rezonanční detektor

\sim konec 50. let deformace klinečkového válce
 picroleban. \sim citlivost 10^{-16} stokrát
 horší než by nejnižší očekávané gr. vlny

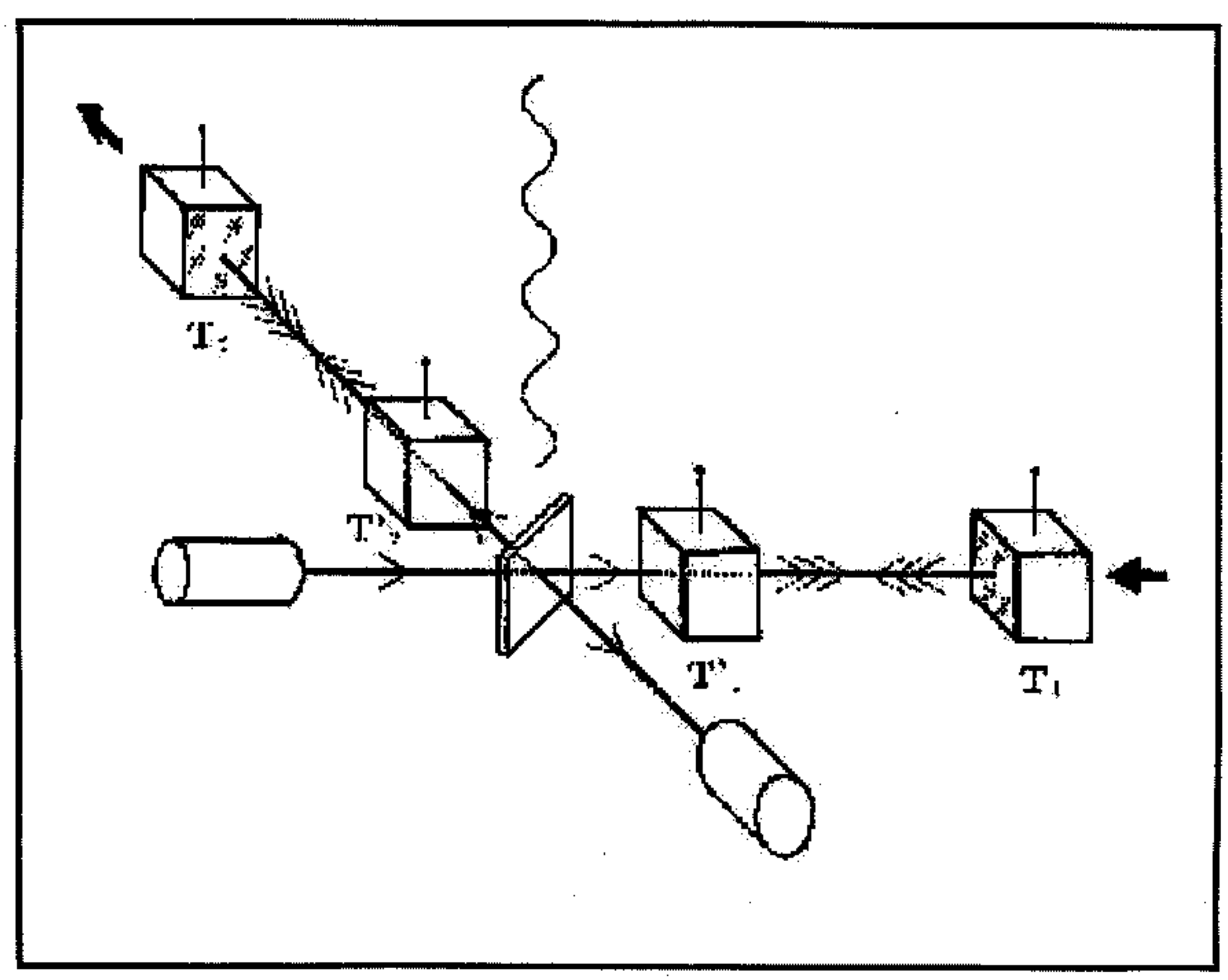
PSR 1513+16 - 2 neutr. *, jedna pulsar
 - laborator OTR - oběžná doba 8 hod
 - skáčení velké poloosy 4°/rok (Merkur 43"/století)
 NH se spirálovitě přibližují - luna
 periody ω $(0,0460 \pm 0,0005)$ ms za rok - teoret.
 předpověď 0,0458 ms \Rightarrow vyzařování gravit.
 vln - nepřímý důkaz jejich existence. (1993
 Taylor + Hulse Nobelova cena)

Detektory - nejčastěji interferometrické



Laserová interferometrie - poprvé Robert Forward
 počátkem 70. let ~ citlivost 10^{-15}
 dnes nejvyšší - Caltech 10^{-18} !
 LIGO - Laser Interferometer Gravitational-Wave Observ.
 citlivost 10^{-21} až 10^{-23}
 (Země - Slunce s přesností # atomu!)

Vylepšení L_1, L_2 - 4 km - vakuumové trubice
izolace od rušivých zdrojů



vytvoreni Fabryho-Perotovy rezonancni dutiny
- paprsek se odrazi tisickrat - efektivni delka
 $\sim 10^7$ m

Dvubladnyj analyza umozni vyloucit falešne
signaly
Možnost zachytit zdroje gravit. vln do 50 Mpc!

supernova v Galaxii	10^{-18}	puls	1 kHz
supernova ve Velkém Magellanově oblaku	10^{-19}	puls	1 kHz
supernova v hnízdě galaxií v Panně	10^{-21}	puls	1 kHz
splynutí dvou černých děr	10^{-20}	kvaziperiodický	10 Hz
srážka dvou neutronových hvězd	10^{-22}	kvaziperiodický	< 1 kHz
vibrace černé díry	?	tlumené oscilace	< 10 kHz
velký třesk	?	šum	?

Musíme ovšem poznamenat, že údaje v tabulce jsou pouze orientační a konkrétní hodnoty závisí na řadě okolností. Hlavním faktorem je vzdálenost zdroje a dále účinnost zdroje (tedy množství energie, které se při daném procesu předá gravitačním vlnám). Velmi přibližně platí vztah $h = 10^{-17} E/r$, kde r je vzdálenost zdroje o Zemi měřená v násobcích hodnoty 30 000 světelných let (což je přibližně vzdálenost Slunce od středu Galaxie), E je zhruba energie zdroje (související s nesymetrickou změnou jeho tvaru), která je odnášena gravitačními vlnami měřená v násobcích klidové energie Slunce $M_{\odot}c^2$. Pokud by například v blízkosti jádra Galaxie vybuchla hvězda hmotnosti Slunce a předala 10 % své energie gravitačním vlnám, bylo by $r = 1$ a $E = 0,1$. Amplituda gravitačních vln měřená na Zemi by pak byla $h = 10^{-18}$, což odpovídá prvnímu řádku tabulky.

Zdálo by se tedy, že nejsnáze budou zachytitelné gravitační vlny generované výbuchem supernovy v naší Galaxii. Úskalí spočívá v tom, že k takové události dochází velmi vzácně, v průměru jen jednou za 30 let. Z praktického hlediska bude proto nutné zkonstruovat přinejmenším tisíckrát citlivější detektory schopné zaznamenat vlny ze vzdálenějších zdrojů. Při citlivosti 10^{-21} bychom již měli zachycovat gravitační vlny generované supernovami v hnízdě galaxií v souhvězdí Panny, vzdáleném od nás 40 miliónů světelných let. V tomto obrovském shluku více než 2000 galaxií je tolik hvězd, že ročně vybuchne několik supernov, což je již docela přijatelná četnost.

Detektory gravitačních vln

První pokusy o stavbu detektoru gravitačních vln sahají do konce 50.let. Hlavní osobností na tomto poli se stal **Joseph Weber** z Marylandské university, který navrhl konstrukci **rezonančního detektoru** [5]. Jednalo se o velký hliníkový válec zavěšený ve vakuové komoře a izolovaný od vnějších otřesů. Deformace válce byly zaznamenávány piezoelektrickými snímači. Průchod gravitační vlny by válec rozkmital, přičemž při vhodných frekvencích vlny by rezonanční efekt způsobil zesílení vibrací. Aby se vyloučily falešné signály způsobené pozemskými vlivy, prováděla se měření dvěma stejnými detektory vzdálenými od sebe stovky kilometrů. Vybírány byly jen ty signály, kdy se oba detektory rozezvučely současně. Počínaje rokem 1968 Weber zaznamenával několik desítek takových koincidencí ročně, ale přesto větší část fyzikální komunity nepřijala jeho interpretaci, že se jednalo o projev gravitačních vln přicházejících ze středu Galaxie. Ačkoli citlivost detektoru dosahovala hodnoty 10^{-16} , byla totiž stále nejméně stokrát horší, než kolik vyžadovalo zachycení nejsilnějších teoreticky předpokládaných gravitačních vln (viz tabulka). Také se nepodařilo zopakovat Weberovy pokusy jinou experimentální skupinou. Všeobecně se proto předpokládá, že signály Weberem interpretované jako gravitační vlny byly ve skutečnosti jen projevem nějaké systematické chyby jeho zařízení.

Přestože Weberovo průkopnické dílo nebylo završeno jednoznačným úspěchem, našlo mnoho pokračovatelů. Četné skupiny po celém světě pracovaly v uplynulých desetiletích na dalším vylepšování rezonančních detektorů Weberova typu. Dnešní detektory (na Stanfordské universitě atd.) proto již dosahují citlivosti řádu 10^{-18} postačující k zachycení gravitačních vln přicházejících ze supernov v naší Galaxii. Zatím jsme, bohužel, na takovou vzácnou událost čekali marně.

Léta 70. ovšem přinesla **nepřímý důkaz existence gravitačních vln**. V létě roku 1974 objevili astronomové Joseph Taylor a Russell Hulse pulsar [6], který dnes nese označení **PSR 1913+16**. Pečlivou analýzou rádiových pulsů zjistili, že se ve skutečnosti jedná o unikátní binární systém, v němž obíhají dvě neutronové hvězdy kolem sebe jednou za pouhých 8 hodin! V tak těsném dvojhvězdném systému jsou všechny relativistické efekty velmi výrazné (například stáčení hlavní osy kvazieliptické dráhy zde dosahuje hodnoty více než 4° za rok, zatímco pro soustavu Slunce-Merkur pouhých $43''$ za století). **Binární pulsar** se proto stal úžasnou "laboratoří" gravitační fyziky. Nejdůležitější se ukázalo zjištění, že se oběžná doba neustále zkracuje. Tento experimentální fakt potvrzuje Einsteinovu obecnou teorii relativity, která předpovídá, že obě neutronové hvězdy k sobě "spirálovitě" přibližují, přičemž ztracená vazbová energie systému je odnášena vyzařovanými gravitačními vlnami. Dosavadní pozorování potvrzují soulad teoretické předpovědi zkracování oběžné doby o 0,0758 ms za rok s měřenou hodnotou (0,0760 +/- 0,0005) ms za rok. Tak dobrý souhlas se stal triumfem obecné teorie relativity a přesvědčil i skeptiky, že gravitační vlny v přírodě opravdu existují. Zcela oprávněně byli Hulse s Taylorem za objev binárního pulsaru PSR 1913+16 odměněni v roce 1993 Nobelovou cenou za fyziku.

Lze tedy říci, že gravitační vlny již byly prokázány, přestože experimentální argumenty ve prospěch jejich existence jsou zatím jen nepřímé. Proto se intenzívně pracuje na detektorech, zařízeních schopných měřit přímo odpovídající deformace prostoročasu. Zdá se,