Astronomska opazovanja

Koledar in čas

Dandanes je sekunda definirana s cezijevo atomsko uro. Ta definicija velja, za rotacijo zemlje leta **1967**, preje in kasneje pa ne. Dolžina dneva se v povprečju daljša. Razlike se je od začetka našega stetja nabralo za približno 3 ure. Zemljina rotacija se (neenakomerno) upočasnjuje. Težave se rešimo tako, da vsake toliko časa, dodamo prestopno sekundo.

Zgodovinski začetki

Pisalo se je o posebnih dogodkih na nebu, te so jemali, kot znamenja višjih sil. To so bili **mrki**, predvsem sončevi. Prve pisane vire so napisali **Kitajci**. V Analih Luja (ki jih pripisujejo Konfuciju) so zabeležili 34 sončevih mrkov med 722 in 481 pr.n.st, od katerih je bilo 32 kronološko datiranih.
Najstarejši zapis sončevega mrka je v tekstu Šu Čing, ki opisuje mrk 22.10.2137 pr.n.st. (V zvezi s tem mrkom je znana zgodba o astronomih Hiju in Hoju)
Opazovali so jih tako, da so gledali svetlobo skozi luknjice v listih (kamera obscura). Ce je prišlo do delnega sončevega mrka, so bile te »pegice« odgriznjeni krogi.

Kronološko datirani mrki, nam danes dajo vedeti, da se zemlja ne vrti enakomerno.

Babilonci

Babilonci so bogove enačili s telesi Osončja. Iz tega sledi, da so takratni astronomi bili pravzaprav astrologi. Opazovali so nebo in opazovanja zapisali na glinene tablice. Ko so pozneje primerjali svoje zapise z starejšimi, so se spreminjali v astronome. **Astronomija kot znanost ima zato korenine v Babilonu.** Zapisali so vse Sončeve mrke po letu 747 pr.n.st. in odkrili tudi **periodo Sarosa**, ki je odločilna za napovedovanje sončevih mrkov. Natančno so poznali dolžino leta in čas, ki ga Luna potrebuje za en obhod zemlje. Babilonci niso poznali gravitacijskega zakona in nebesne mehanike. Mrke so napovedovali cisto empirično.

Sarosova perioda

Medsebojni položaji Zemlje, Lune in Sonca se ponovijo vsakih 18 let, 11 dni in 8 ur. To pomeni, da bo vsakemu mrku čez 18 let sledil naslednji. Ker ta perioda ni dolga celo število dni, pomeni, da mrk po periodi ne bo viden na istem mestu ampak bo zamaknjen za 8 ur v levo. (Npr. viden v Evropi in nato v Ameriki). Za ponovitev mrka na približno istem mestu, je treba počakati 3 Sarosove periode.

Sarosova perioda je dolga 6585,32 dni oz. 18 let 11 dni in 8 ur oz. 223 sinodičnih mesecev oz. 239 anomalističnih mesecev oz. 242 drakonskih mesecev.

- Sinodični mesec (od ščipa do ščipa): 29d 12h 44m 03s
- Anomalistični mesec (perigej do perigeja): 27d 13h 18m 33s
- Zmajev mesec (vozel do vozla): 27d 05h 05m 36s

Grki

Grki naredijo naslednji velik korak, z razvojem geometrije, ki jim omogoča postaviti temelje sodobnega razumevanja osončja.

Oblika Lune

Vemo, da je Luna okrogle oblike, saj tudi ob nepolni meni lahko vidimo neosvetljen del njene ploščine (zaradi svetlobe, ki se odbija od zemlje). Lunina površina je okrogla ne glede na meno.

Iz luninih men lahko določimo, da je Luna krogla in da je njen tir okoli zemlje res blizu krogu. To se lahko prepričamo tako, da opazujemo v temni sobi stiroporno kroglo, ki jo osvetljujemo na različne načine, da simuliramo Lunine mene in ker je Luna ves čas približno enako velika.

Oblika zemlje

Iz luninih mrkov (ki vedno nastopijo ob polni luni) vemo, da meče zemlja okrogle sence. Iz razmerja polmerov zemlje in lune 1:3 se da sklepati, da je zemlja vsaj 3x večja.

Dobro oceno je dal Eratosten iz Kirene. Od vodji trgovskih karavan, ki so potovale iz Aleksandrije proti ekvatorju so mu povedale, da obstaja v kraju Sena navpičen vodnjak, katerega dno, sonce osvetli le en dan v letu. Eratosten, je sklepal, da se to zgodi ob poletnem obratu, ko je Sonce v Seni opoldne natančno v zenitu. V Aleksandriji, pa nikoli ni bilo sonce v zenitu, celo ob poletnem obratu je bilo okoli sedem stopinj od smeri navpično navzgor. Ker je sonce daleč potem velja, da je kot med Seno in Aleksandrijo tudi okoli sedem stopinj (gledano iz središča zemlje). Iz znanega podatka razdalje med krajema je izračunal:

$$\frac{700km}{2\pi R_z} = \frac{7°}{360°} \Rightarrow R_z = 5730km$$

Tudi sami lahko ocenimo radij zemlje. Ce se na morju uležemo na tla in gledamo zahajajoče sonce, in se vstanemo, takoj ko ne vidimo več sonca, lahko izmerimo iz stoječega položaja kolikšen kot sonca se vidimo. Ce privzamemo da smo visoki okoli 1 m, je ta kot okoli 2'. Sledi:

$$\frac{R_z}{R_z + h} = \cos 2' \Rightarrow R_z \approx 6000km$$

Razdalja do sonca

Ko vidimo osvetljene natanko pol lune, vemo, da je kot med zemljo, luno in soncem 90°. Ce izmerimo kot med luno, zemljo in soncem lahko izračunam razmerje razdalj do lune in sonca. Ta kot je zelo blizu 90°. Razmerje razdalj je 380 (oz. 379,7578). Iz radija zemlje in razmerja radijev med zemljo in luno vemo, da je premer (D_l) lune okoli 3500 km. Iz tega, da nam zgleda velika 0.5° lahko izračunamo:

$$\frac{D_l}{d_l} = \sin(0.5°) \Rightarrow d_l = 110D_l \approx 380000km \Rightarrow d_{sonce} = 380d_l \approx 150000000km$$

Ker vemo, da tudi sonce zgleda veliko 0.5°, lahko izračunamo se:

$$D_{sonce} = d_{sonce}\sin(0.5°) = 1400000km$$

Astronomski instrumenti

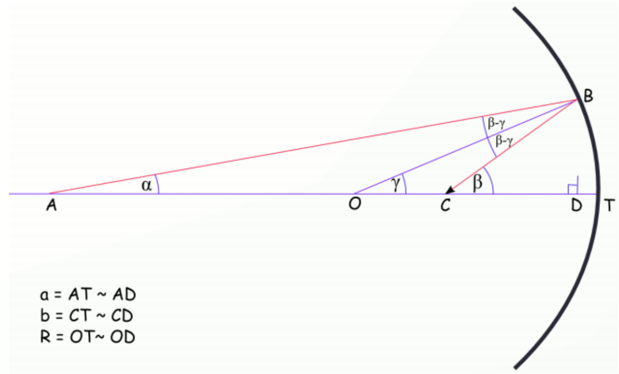
Ker so zvezde zelo daleč se njihov svetlobni tok zelo razredči. Astronomi uporabljamo teleskope, da zberemo cim več svetlobe. Za zbiranje svetlobe lahko uporabimo zrcalo (ki izkorišča odboj svetlobe) ali pa leco (ki izkorišča lom svetlobe). Gledamo vidni del svetlobnega spektra in IR del, ker ta dva pasova spektra atmosfera dobro prepusti. Opazovanja v drugih delih spektra, delajo sateliti v vesolju.

Odboj svetlobe na zrcalu

Valovna dolžina vidne svetlobe je mnogo manjša od velikosti zrcala, zato lahko zanemarimo valovno naravo svetlobe in gledamo na svetlobo kot fotone (geometrijska optika).

Odbojni zakon: Vpadni kot glede na pravokotnico na površino je enak odvojnemu

Ce je površina vbokla (konkavna), se koti med žarki svetlobe po odboju spremenimo. Ce je vir svetlobe zelo daleč in je premer kapice veliko mnogo manjši od njenega krivinskega radija, lahko delamo približke za majhne kote. Svetloba izvira iz točke A, in se odbije na točki B, na zrcalu. V C nastane slika.



$$BD = a\tan\alpha = b\tan\beta = R\sin\gamma \Rightarrow a = b \quad \beta = R\gamma; \;\; \beta = \alpha + 2(\beta - \gamma)$$

$$\Rightarrow \gamma = \frac{\alpha+\beta}{2} \quad Nazaj\ v\ BD \Rightarrow \left(a - \frac{R}{2}\right)\alpha = \left(\frac{R}{2}\right)\left(\frac{a}{b}\right)\alpha$$

Enačba konkavnega zrcala:

$$\frac{1}{a} + \frac{1}{b} = \frac{1}{f}\,; \qquad f = \frac{R}{2}$$

Za konveksno zrcalo je podobno:

$$BD = a\tan\alpha = -b\tan\beta = R\sin\gamma \Rightarrow a = -b \quad \beta = \mathrm{R}\gamma; \quad \gamma = \frac{\beta - \alpha}{2}$$

Enačba konveksnega zrcala:

$$\left(a + \frac{R}{2}\right)\alpha = \left(\frac{R}{2}\right)\left(\frac{a}{-b}\right)\alpha \Rightarrow \frac{1}{a} + \frac{1}{b} = \frac{1}{f} \quad f = -\frac{R}{2}$$

Astronomski teleskop

Konkavno zrcalo zbere žarke iz svetila v neki točki. Ce je svetilo z optične osi zamaknjeno, tako da oklepa nek kot, to velja tudi za njegovo sliko. Tako nam da zrcalo sliko objektov na nebu. Slike so nanizane v ravnini pred zrcalom. Slike objektov nastanejo v **goriščni ravnini**, na razdalji $\boldsymbol{f}$ pred zrcalom. Tja bi lahko postavili detektor, da bi zabeležili sliko ampak bi s tem zmotili snop svetlobe (in CCD majo dodatne probleme s hlajenjem). Rešitev je da le redko kdaj uporabljamo teleskope z enim zrcalom. (Izjeme so recimo razni radijski teleskopi, kot v Arecibu).

- **Refraktor**: Teleskop, ki svetlobo zbira z leco
- **Reflektor**: Teleskop, ki zbira svetlobo z zrcalom

Težave pri refraktorjih so težave pri zagotovitvi togosti strukture. Lece so drage in težke. Zato se predvsem uporabljajo samo zrcala.

Cassegrainov teleskop

Večina astronomskih teleskopov je danes Cassegrainovega tipa. To je teleskop, ki svetlobo zbira z konkavnim zrcalom in ima malo pred goriščno ravnino tega primarnega zrcala drugo sekundarno konveksno zrcalo. Ta svetlobo odbije nazaj proti primarnemu zrcalu, ki ima ob osi izvrtano luknjo, tako da se svetloba dokončno zbere v ravnini, ki je za primarnim zrcalom. Tja lahko postavimo vse analizatorje in detektorje, ki jih želimo. Celotni optični sistem bi lahko nadomestili navidezno z samo eno zbiralno leco, ki bi bila postavljena na razdalji f pred goriščem. To razdaljo imenujemo **efektivna goriščna razdalja sistema**. Sekundarno zrcalo mora biti nujno konveksno. Ce bi bilo samo navadno ravno zrcalo, bi pokrilo skoraj pol vpadajoče svetlobe.

Efektivna goriščna razdalja, kjer je d razdalja med lecama:

$$f = \frac{f_1 f_2}{f_1 + f_2 - d}$$

Razmerje velikosti zrcal:

$$\frac{D_2}{D_1} = 1 - \frac{d}{f_1}$$

Razdalja od primarnega zrcala do gorišča:

$$b = f - d\left(1 + \frac{f}{f_1}\right)$$

Osnovne lastnosti teleskopa

Astronom zeli o teleskopu vedeti le dva podatka, ostalo pa prepusti tistim, ki so teleskop naredili. Zanima ga premer D zbiralne povrsine primarnega zrcala in efektivna goriščna razdalja sistema f. Občasno govorimo tudi o njunem razmerju, ki mu pravimo **goriščno razmerje** $F = \frac{f}{D}$. Razmerje je brez enot (F8, f8, f/8, F=8, f=8).

Premer zbiralne površine

Premer zbiralne površine D določa, koliko svetlobe bo zbral teleskop. Svetloba zbrana v dolgem času, je sorazmerno s ploščino zbiralne površine, torej z D^2. (Dvometrski teleskop zbere v enakem času štirikrat več svetlobe od enometrskega).

Efektivna goriščna razdalja

Efektivna goriščna razdalja določa, kako veliko sliko nam bo dal teleskop. Velja $h = f\theta$, kjer je θ zorni kot. Enačba velja samo za objekte, ki so mnogo dlje od f. Velikost slike je pomembna pri fotografiji. Detektor, s katerim slikamo, je stalno enak. Širina pogleda pa je odvisna od objektiva. Npr. 25mm objektiv bo dal majhno sliko objekta, torej bomo imeli širok pogled, oz. širokokotni objektiv. Pri 50mm bo slika že večja. Pri 200mm, pa bo slika velika tudi za relativno kotno majhne objekte. Temu objektivu pravimo teleobjektiv.

Svetlost slike

Sorazmerna z svetlobno zbiralno močjo teleskopa in s površino slike. Sorazmerna je z $\frac{D^2}{f^2} = \frac{1}{F^2}$. Torej goriščno razmerje neposredno določa svetlost slike. Npr. pri F/11 bo slika dvakrat svetlejša, kot pri zaslonki F/16, ta pa se dvakrat svetlejša kot pri zaslonki F/22.

Globinska ostrina

Z zapiranjem zaslonke, dosežemo zahtevano globinsko ostrino fotografije. Fotograf pogosto slika predmete, ki so med sabo zelo različno oddaljeni in zeli, da so slike na fotografiji ostre.

Recimo da imamo fotoaparat naravnan na neskončnost in ravnino detektorja na razdalji f za leco. Ce bi slikali nek objekt, ki je končno blizu, bi v goriščni ravnini nastal le zmazek visok h. (Dejanska slika bi nastala se za ravnino detektorja).

Globinska ostrina:

$$h = \frac{f^2}{aF}$$

Dopustno velikost razmazanosti h nam določa velikost točk našega detektorja. Globinska ostrina ni pomembna v astronomiji, kjer so vsi objekti praktično neskončno daleč. Z teleskopom težko slikamo avion ali ptica, ki leti preko lune. Veja drevesa na poti, bo le vzela nekaj svetlobe, nikakor pa ne bo dala ostre slike na posnetku.

Uklonska in dejansko ločljivost teleskopa

Kvadratno zrcalo: $R = \sin\theta = \frac{\lambda}{D}$

Okroglo zrcalo: $R = \sin\theta = 1.22\frac{\lambda}{D}$

Do dodatnih motenj pride zaradi spremembe temp. atmosfere, ki spreminja gostoto in s tem lomni količnik (utripanje in migetanje). Hkrati pa je lomni količnik funkcija valovne dolžine, zato različne barve drugače utripajo.

Aktivna optika: Popravljanje optike zaradi povešanja ipd. (npr. EM popravljalci zrcal)
Adaptivna optika: Popravljanje popačenosti zaradi atmosfere (UV laser za umetno zvedo, ki računalniku da navodila, kako zrcalo premikati, da kompenzira atmosfero).

Astronomske magnitude

Astronomski objekti so na zelo različnih razdaljah od Zemlje in tudi njihov izsev je zelo različen. Razpon možnih gostot svetlobnega toka je zato zelo velik. Praktično ga merimo v logaritmični skali.

Razlika navideznih magnitud in razmerje gostot svetlobnega toka:

$$m_1 - m_2 = -2.5\log\left(\frac{j_1}{j_2}\right)$$

Faktor 2.5 skrbi, da spoštujemo zgodovinski dogovor, razmerje 100 v gostotah svetlobnega toka ustreza 5 magnitud. Negativni predznak pomeni, da so objekti z višjo vrednostjo magnitude vedno temnejši. Ničla magnitude je zvezda s temperaturo 10000K (zvezda Vega), ki ima magnitude v vseh filtrih enake. Ničla magnitude skale je postavljena tako, da so navidezno najsvetlejše zvezde na nebu okoli prve magnitude. Najtemnejše kar vidimo s prostim očesom je okoli šeste magnitude. Najtemnejše kar lahko opazuje najboljši observatorij je 26 magnitude. (26. mag je 100-miljonkrat temnejši od objekta 6. magnitude)

Magnitude lahko merimo tudi skozi različne barvne filtre. Po dogovoru v barvnem indeksu valovne dolžine rastejo, torej B-V nikoli pa V-B: $m_B - m_V = B - V$. Hladnejše zvezde imajo več svetlobe v rdečem, zato so njihovi barvni indeksi pozitivni. Barvo zvezde določa temperatura (vroče so bolj modrikaste, hladnejše rumene, hladne pa rdeče)

Vrednost magnitude je odvisna od izseva objekta in njegove razdalje. Ce nas zanima, kolikšna je razlika samo med izsevi rabimo absolutno magnitudo. Ta je enaka navidezni magnitudi, če bi bil objekt na razdalji 10 parsekov od nas.

Zveza med navidezno in absolutno magnitudo:

$$m - M = 5\log(d) - 5$$

Razlika absolutnih magnitud in izsevov:

$$M_1 - M_2 = -2.5\log\left(\frac{L_1}{L_2}\right) = -2.5\log\left(\frac{\sigma T_1^4 4\pi R_1^2}{\sigma T_2^4 4\pi R_2^2}\right) = -10\log\left(\frac{T_1}{T_2}\right) - 5\log\left(\frac{R_1}{R_2}\right)$$

Detektorji svetlobe

Film ni preveč dober za slike, ker ima slab izkoristek svetlobe. Danes se uporablja za slikanje in merjenje svetlobe CCD (Charge Coupled Device). Objekti v vesolju sevajo EM v zelo različnih valovnih dolžinah. Lastnost CCD-ja je, da je občutljiv na široko območje valovnih dolžin. CCD je sposoben tudi hkrati slikati zelo temne in zelo svetle objekte. Na njegovi površini je polje za svetlobo občutljivih točk (pikslov). Te so običajno iz silicija (oz. nekih polprevodniški spojin). Ko jih zadane foton, energija fotona dvigne elektron v prevodni pas (hlajenje preprečuje termična vzbujanja). Električna napetost loči elektrone in vrzeli in skupaj z nasprotno dopiranimi pregradami prepreči difuzijo. Skupički elektronov so točke, kjer smo zbrali svetlobo. Te »oblake« premaknemo na rob cipa in detektor prebere vrstico po vrstico (polnimo majhen kondenzator, na katerem nastane majhna napetost). Te računalnik zapise v datoteko, ki se jo lahko predstavi, kot slika.

Za lažjo pretvorbo v digitalni signal ADU pretvornik doda 1000 enot napetosti k naboju, temu se reče **bias** in ga moramo kasneje odšteti tako da naredimo sliko z 0 sekund ekspozicijskega časa.
Dodatno lahko probleme lahko povzročijo deformacije v CCD, zato naredimo se slike **flat** in **dark**, da se znebimo nezaželenih popačenj.

Pomembna je velikost oz. format CCD detektorja. Večina detektorjev je manjših od 35mm filma. Fotoaparati z majhnimi CCD-ji imajo zelo veliko globinsko ostrino (npr. pametni telefoni). Detektorji v astronomiji so lahko nekoliko večji, do tam 50mm. Za večjo površino uporabimo mozaik detektorjev. Pri izbiri detektorja je pomembno, da velikost točke detektorja prilagodimo pričakovani kotni ločljivosti teleskopa. Za dobre rezultate, naj najmanjši kot, ki ga hočemo ločiti pokrije okoli 3 točke.

Barvni filtri

Da ugotovimo katere barvo svetlobo slikamo, damo pred detektor filter. V astronomiji se uporabljajo **U, B, V ,R in I** filtri.

Barvno slikanje s CCD

To ne pride v upoštev pri astronomiji ampak pri fotografij. CCD ima mozaik sestavljen iz treh vrst barvnih stekelc. Vsaka točka detektorja je tako osvetljena le z določeno barvo. Za združevanje mozaika v barvno sliko in interpolacija barv na polno ločljivost poskrbi programska oprema. To pri zvezdah ne pride v upošteva saj so skoraj točkaste in interpolacija ni mogoča.

CMOS

Prednost CMOS detektorjev je hitro branje posnetka ampak bralna elektronika pobere precejšen del svetlobne površine posamezne točke. CMOS detektorji zato niso primerni za kvantitativne meritve in se v astronomiji običajno ne uporabljajo.

Ozadje

Ozadje moti pri merjenju svetlosti neke zvezde. Okoli objekta naredimo torus, kjer izmerimo se svetlost ozadje. Od svetlosti objekta odštejemo mediano svetlosti tega torusa.

Konverzijski faktor (gain)

Pove koliko elektronov ustreza eni enoti:

$$g = \frac{e^-}{ADU}$$

ADU niso poissonske. Npr. če izmerimo $\lambda = 100$ $\sigma = \sqrt{\lambda}$ $\Rightarrow$ $\lambda = 100 \pm 10$ $g = 5e^-/ADU$

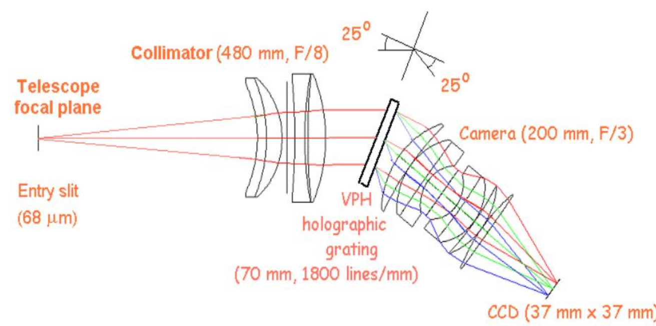
$$ADU = 20 \pm 2 = \frac{\lambda}{g} \pm \frac{\sqrt{\frac{\lambda}{g}}}{\sqrt{g}}$$

Signal to noise ratio

Razmerje med signalom in sumom. Želimo da imamo več signala kot suma (torej razmerje recimo 100). Kjer je $\frac{dN_*}{dt}$ koliko svetlobe smo zbrali, $\frac{dN_{odz}}{dt}$ sum ozadja in RON read out noise. t je **ekspozicijski čas**.

$$SNR = \frac{\frac{dN_*}{dt}t}{\sqrt{\frac{dN_*}{dt}t + \frac{dN_{odzadje}}{dt}t + RON}}$$

Spektrograf



Smer žarka postane odvisna od valovne dolžine svetlobe. Prizma loči žarka 480nm in 650nm za približno 0.6° medtem ko ju uklonska mrežica (s 1800 režami na mm) loči za 20°. Velja enačba za kot ojačitve, kjer je d razmak med sosednjima režama.

$$d \sin\theta = N\lambda$$

Probleme lahko povzročajo gibajoče zvezde, katerih temperature/kemijske sestave ne moramo ugotoviti tako, ker se premikajo, torej se valovna dolžina svetlobe spremeni zaradi Dopplerjevega pojava. Velja zveza (kjer je RV radial velocity):

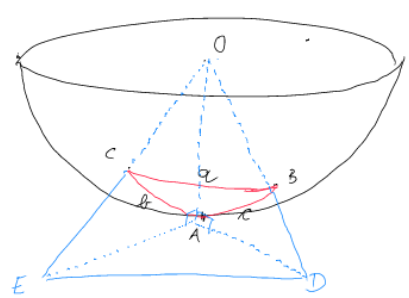
$$\frac{RV}{c} = \frac{\lambda_{opaz} - \lambda_{ref}}{\lambda_{ref}}$$

Kako kaj izmerimo?

Lahko gledamo prečni profil (torej eno vrstico pikslov) in tako narišemo graf ali pa gledamo x y plot svetlosti slike ipd.

Orientacija po nebu

Sferična trigonometrija



Kosinusni izrek

$$DE^2 = AE^2 + AD^2 - 2 \cdot AE \cdot ADcosA$$
$$DE^2 = OE^2 + OD^2 - 2 \cdot OE \cdot ADcosa$$

Izrazimo vse stranico OA

$$AE^2 = (OA \tan b)^2; \;\; AD^2 = (OA \tan c)^2; \;\; OE^2 = \frac{OA^2}{\cos^2 b}; \;\; OD^2 = \frac{OA^2}{\cos^2 c}$$

$$OA^2\tan^2 b + OA^2\tan^2 c - 2OA^2\tan b\tan c\cos A = \frac{OA^2}{\cos^2 b} + \frac{OA^2}{\cos^2 c} - 2OA^2\frac{\cos a}{\cos b\cos c}$$

$$\tan^2 b + \tan^2 c - 2\tan b\tan c\cos A = 1 + \tan^2 b + 1 + \tan^2 c - \frac{2\cos a}{\cos b\cos c}$$

$$-\tan b\tan c\ \cos A = 1 - \frac{\cos a}{\cos b\cos c} \Rightarrow -\sin b\sin c\cos A = \cos b\cos c - \cos a$$

Kosinusni izrek:

$$\cos(a) = \cos(b)\cos(c) - \sin(b)\sin(c)\cos(A)$$

Sinusni izrek

$$\sin^2 b\sin^2 c\cos^2 A = (\cos a - \cos b\cos c)^2$$

$$\sin^2 b\sin^2 c\,(1 - \sin^2 A) = \cos^2 a - 2\cos a\cos b\cos c + \cos^2 b\cos^2 c$$

$$(1-\cos^2 b)(1-\cos^2 c) - \sin^2 b\sin^2 c\sin^2 A = \cos^2 a - 2\cos a\cos b\cos c + \cos^2 b\cos^2 c$$

$$1 - \cos^2 b - \cos^2 c + \cos^2 b\cos^2 c - \sin^2 b\sin^2 c\sin^2 A = \cos^2 a - 2\cos a\cos b\cos c + \cos^2 b\cos^2 c$$

$$1 - \cos^2 a - \cos^2 b - \cos^2 c + 2\cos a\cos b\cos c = \sin^2 a\sin^2 b\sin^2 c\frac{\sin^2 A}{\sin^2 a}$$

$$\frac{\sin^2 A}{\sin^2 a} = \frac{1 - \cos^2 a - \cos^2 b - \cos^2 c + 2\cos a\cos b\cos c}{\sin^2 a\sin^2 b\sin^2 c}$$

Sinusni izrek:

$$\frac{\sin(A)}{\sin(a)} = \frac{\sin(B)}{\sin(b)} = \frac{\sin(C)}{\sin(c)}$$

Zanimive stvari na nebeški krogli

Glavni lok

Glavni loki so tisti, ki jih dobimo s presečiščem površine krogle z ravnino, ki gre poleg začetne in končne točke na krogli tudi skozi središče krogle.

Zenit

Zenit je točka, ki je navpično navzgor nad nami. Z njim definiramo ravnino obzorja, ki je ravnina ki gre skozi nas in je pravokotna na smer proti zenitu.

Geografska širina

Razdalja od severnega nebesnega polja do obzorja

Deklinacija

Se uporabi v razdalji med objektom in severnim nebesnim polom ($90° - \delta$). Deklinacija je pozitivna od ekvatorja proti severu, južno od ekvatorja pa je negativna. (oz. razdalja do nebeškega ekvatorja)

Časovni kot

Meri navidezno enakomerno sukanje neba okoli severnega polja. Časovni kot enakomerno raste z časom.

Azimut

Pove nam koliko se moramo zasukati okoli osi, ki kaze navpično navzgor, da bomo gledali proti našemu objektu. Kot notranji kot je v krogelnem trikotniku enak $(360° - A)$

Višinska enačba

$$\sin h = \sin\phi \sin\delta + \cos\phi \cos\delta \cos H$$

Azimutna enačba

$$\cos A = \frac{\sin\delta - \sin\phi \sin h}{\cos\phi \cos h} \qquad sinA = -\frac{\sin H \cos\delta}{\cos h}$$

Kdaj zvezda kulminira?

Takrat ko je časovni kot $H = 0$

$$\sin h = \sin[90° \mp (\phi - \delta)] \Rightarrow h_{maks} = 90° - \phi + \delta \quad ali\ h_{maks} = 90° + \phi - \delta$$

Čas nad obzorjem

Pri časovnem koti H_v (ki ima negativno vrednost) bo objekt vzdel, pri časovnem kotu H_z pa ob zašel. Po absolutni vrednosti sta ta kota enaka.
Časovni kot na obzorju:

$$\cos H_{V,Z} = -\tan\phi \tan\delta$$

Kadar je desna stran 0 (torej smo na ekvatorju ali pa gledamo kaj z na nebesnem ekvatorju), bo tisti objekt vedno vzšel pri -6^h in zašel pri 6^h. To je dokaz da so dnevi na ekvatorju dolgi vedno 12h oz. da, ko je pri nas enakonočje (in ima sonce $\delta = 0$), je res sonce 12h nad obzorjem.

- **Podobzornice**: Časovni kot je večji od 1
- **Nadobzornice**: Časovni kot je manjši od -1

To se lahko zgodi zaradi deklinacije in zaradi geografske širine (pri nas meja $\delta > 44°\ oz. \phi + \delta - 90°$).

Rektascenzija

Vzhodna-zahodna koordinata položaja na nebesni krogli oz. kot geografska dolžina merjena po nebeškem ekvatorju. Rektascenzija raste proti vzhodu (zvezde na vzhodu imajo večjo rektascenzijo, kot tiste, ki jih istočasno gledamo na zahodu).
Izhodišče (ničlo) rektascenzije določimo po položaju sonca na nebesni krogli. Ničla je položaj sonca ob pomladanskem enakonočju. To je trenutek, ko je med severnim nebesnim polom in smerjo proti Soncu pravi kot. Sonce je ob pomladanskem enakonočju na nebesnem ekvatorju, njegova deklinacija pa je enaka 0. Točko kjer je rektascenzija Sonca enaka nič imenujemo **pomladišče**.
Časovni kot:

$$H = S - \alpha$$

Količini S pravimo zvezdni čas.

Zvezdni čas

Zvezdni čas je odvisen od položaja opazovalca na Zemlji in celo od datuma v letu (pri položaju je vazna samo geografska dolžina). Zvezdni čas teče malenkost hitreje kot nase ure, ki so uravnane po soncu. Po enem obratu Zemlje okoli lastne osi glede na zvezde se ne mine en dan. V ta namen, se mora Zemlja

zavrteti se za dodatek, ki je enak loku, ki ga v enem dnevu opuse Zemlja na svoji poti okoli Sonca. V enem letu se tega dodatka nabere za 1 dan. Treba je se popraviti se razliko med lokalnim časom in univerzalnim časom UT (na Greenwichu). t pomeni čas, ki ga kaze naša ura. t_0 pa je razlika. (pri nas pozimi 1h poleti pa 2h).
Zvezdni čas:

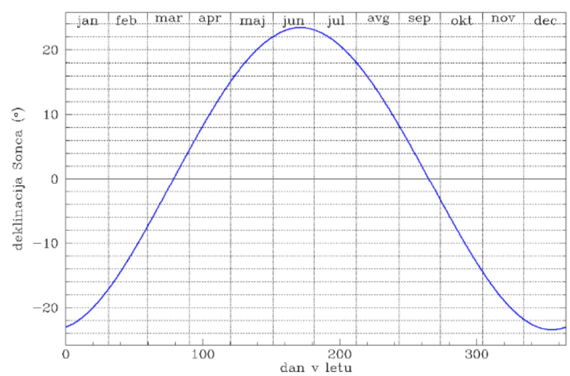
$$S = S(0^h UT) + \lambda + (t - t_0)\frac{366.2422}{365.2422}$$

Položaj Sonca na nebu

Položaj sonca na nebu se spreminja s časom, ker Zemlja potuje okoli sonca. Od spomladanskega enakonočja se sonce v naslednjih dneh pomika desno in rahlo navzgor.

Deklinacija Sonca je njegova razdalja od nebesnega ekvatorja.
Rektascenzija Sonca pa je vzdolž nebesnega ekvatorja merjena razdalja od pomladišča (tam se ekliptika in nebeški ekvator sekata).

Naklon ekliptike glede na ekvator je enak $\epsilon = 23.5°$, kar je posledica nagnjene Zemljine osi. L je ekliptična dolžina sonca oz. kotna razdalja od pomladišča. L naraste s časom skoraj povsem enakomerno. Δt je število dni od pomladanskega enakonočja, velja:

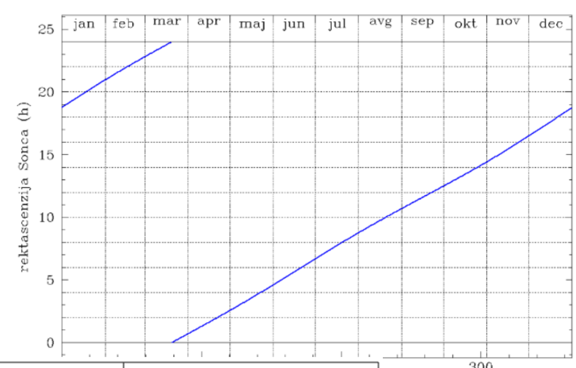


$$L = \frac{\Delta t}{365.25} 360°$$

Sončeva deklinacija: $\sin \delta = \sin \epsilon \sin L$
Sončeva rektascenzija: $\tan \alpha = \cos \epsilon \tan L$

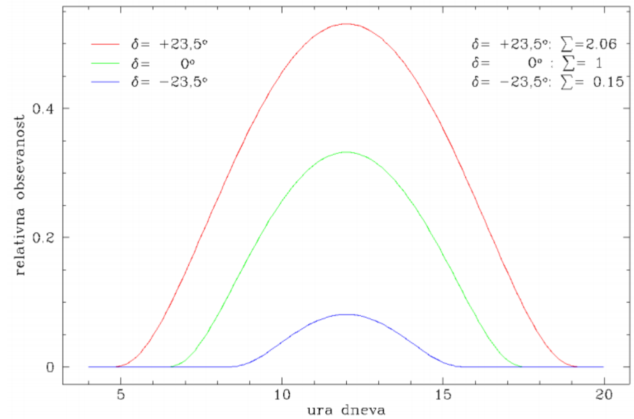
Časovna enačba in Analema

Z grafa Sončeve rektascenzije vidimo, da rektascenzija ne raste popolnoma enakomerno (nagnjenost Zemlje in eliptičnost orbite) Razlika je majhna ampak ima ta efekt, da ker nas (in zvezdni) čas tečeta enakomerno, pomeni da časovni kot Sonca ne bo vsak dan ob isti uri enak 0. Lahko odstopa za ± 15 min. Razlika je v efemeridah za vsak dan pod imenom **Časovna enačba**. Popravek, ki ga na sončevi uri označimo s krivuljo v obliko raztegnjene osmice imenujemo **analema**. Časovna enačba opise razliko med pravim sončevim časom (ko bi Sonce kulminiralo vsak dan ob 12^h) in srednjim sončevim časom.



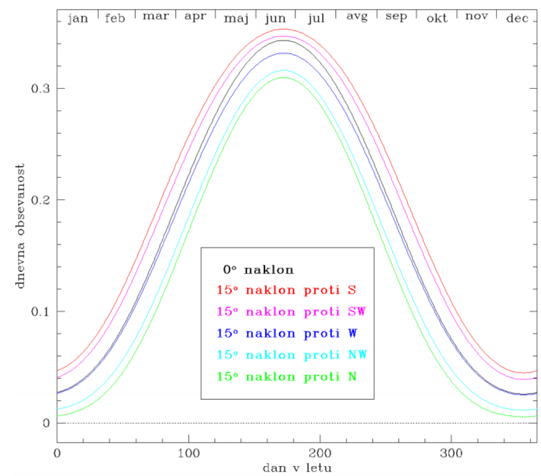
trenutek v letu	približni datum	α Sonca	δ Sonca	S (0^h UT)	α zvezde, ki kulminira opolnoči
spomladansko enakonočje	20. 3.	0^h	0°	12^h	12^h
poletni obrat	21. 6.	6^h	23,5°	18^h	18^h
jesensko enakonočje	23. 9.	12^h	0°	0^h	0^h
zimski obrat	21. 12.	18^h	-23,5°	6^h	6^h

Obsevanost



Sonce lahko sveti na teren pravokotno ali pa posevno. Energija, ki v določenem času pade na ploskev terena je sorazmerna s sinusom naklonskega kota žarkov. Torej če Sonce osvetljuje od strani, je njegova osvetljenost manjša.

Žarki Sonca naredijo navpično skozi atmosfero najkrajšo možno pot, torej se naj manj energije absorbira. Pri navpični poti skozi atmosfero, se absorbira okoli 40% njihove energije, tako da le 60% energije doseže tla. Pri posevnem vpadu pa je energije, ki doseže tla se manj.



Ce gledamo relativno osvetljenost neke površine pri nas v času enakonočij, zimskega in poletnega obrata vidimo kako se spreminja osvetljenost. Poleti je obsevanost 2x večja kot ob enakonočjih, pozimi pa več kot 6x manjša.

Povprečen naklon terena v Sloveniji je enak 15°. Na grafu lahko vidimo narisane naklone v različnih smereh. Poleti je obsevanost podobna za vse terene. Pozimi pa je drugače. Ker je sonce ves dan nizko nad južnim obzorjem, so južna pobočja bistveno bolj obsevana od severnih.

Trajanje zore in mraka

- **Meščanski:** $h \geq -6°$
- **Navtični:** $h \geq -12°$
- **Astronomski:** $h \geq -18°$

Popravki k orientaciji po nebu

Do zdaj smo stalno privzemali, da je pot žarkov skozi atmosfero ravno in da se položaj objekta na nebu ne spreminja. To v splošnem ne velja. Rektascenzija in deklinacija nobene od zvezd niso stalne in tudi žarki se lomijo v atmosferi.

Lom svetlobe

Lomni količnik: $n = \frac{c_0}{c}$

Svetloba mora na svoji poti do nas skozi Zemljino atmosfero. Pri tem prehaja iz zelo redkih plasti v bolj goste plasti atmosfere. Lomni količnik je odvisen od gostote plasti ozračja. Zvezdo zaradi tega opazimo na večji višini, kot res je.

Za objekt, ki ima $h = 90°$ ni popravka. Pri naklonu 45° je popravek enak 1'. Za objekt, ki ga vidimo na obzorju pa je popravek enak 34'. Torej sonce, ki zahaja za morsko gladino je v resnici tedaj 34' pod obzorjem. Posledica tega je, da je čas med vzhodom in zahodom nekoliko daljši, kot bi bil, če loma ne bi bilo. Pomeni tudi, da dan ob enakonočju traja malo dlje od 12h.

Popravek za $\boldsymbol{h} \geq \mathbf{15°}$: $\theta = 58.2'' \, ctg(h_0)$

oz. $R = ctg\left(h_a + \frac{7.31°}{h_a + 4.4°}\right) \quad h = h_a - R$

Aberacija svetlobe

Zemlja potuje okoli Sonca s hitrostjo približno $30\,\frac{km}{s}$, kar ni zanemarljivo proti hitrosti svetlobe ($\frac{1}{10000}$). Gibanje Zemlje vpliva na smer, v kateri vidimo objekte na nebu. Položaj je podoben, kot če se v dežju vozimo s kolesom in moramo med vožnjo dežnik nagniti naprej, da prestrežemo dež.

Pri svetlobi moramo nagniti teleskop »naprej« v smeri gibanja zemlje. Nagib je vseeno zaradi majhne hitrosti precej majhen. Največji je, ko opazujemo objekt v pravokotni smeri na trenutno smer gibanja Zemlje. Takrat je popravek enak $20.5''$. Ce svetloba prihaja vzdolž smeri Zemljine hitrosti pa popravka ni.

$\theta - \phi$ je razlika, za katero moramo nagniti teleskop s kota ϕ bolj proti smeri gibanja zemlje. Velja:

$$\theta - \phi = 20{,}5'' \sin\phi$$

Precesija Zemljine osi

Za en obhod potrebuje zemljina os 25800 let. Enakonočje precedira vzdolž ekliptike proti zahodu. Stožčast tir osi ima na vrhu precej veliko odprtino. Pomeni, da Zemljina os ne kaze vedno v smeri, ki je npr. blizu Severnici. To je res zdaj, pred 12900 leti pa je kazala 47° drugam. Ker se spreminja smer nebesnega pola se spreminja tudi lega ekvatorja, ki je nanj pravokoten. S tem se spremeni tudi lega pomladišča (ki je eno od presečišč ravnine ekvatorja z ekliptiko).

Posledica tega je, da se deklinacije in rektascenzije vseh zvezd na nebu spreminjajo. Te spremembe so sicer počasne in jih znamo izračunati. Ob koordinatah so pogosto navedene epohe (npr. J2000), ki pove, kdaj so bile te koordinate cisto natančne.

$$m = 3.076\ seconds\ of\ time\ per\ year \qquad n = 1.336\ seconds\ of\ time\ per\ year$$

$$\Delta\alpha = m + n\sin\alpha\tan\delta \qquad \Delta\delta = n\cos\alpha$$

Različne dolžine leta

Tropsko leto: od enakonočja do enakonočja. Doba ponavljanja letnih časov. 365,24219 dni
Zvezdno leto: Čas za en obhod Zemlje okoli Sonca. Enakonočje se zaradi precesije pomika proti zahodu, zato je to tropsko leto nekoliko krajše od zvezdnega. 365,25636 dni
Anomalistično leto: Od perihelija do perihelija Zemlje. Zaradi eliptičnosti in efekta drugih planetov je to leto 20 min daljše od zvezdnega. 365,25964 dni.
Julijansko: 365.25 dni

Trigonometrična paralaksa

Zemlja potuje okoli sonca po tiru z radijem 150000000km. Torej se lega našega opazovališča premika v prostoru. Bližnje zvezde bomo torej ob različnih datumih videli v malo drugačnih smeri (vidno, da se ozadje malo zamakne). Za oddaljene zvezde je popolnoma nemerljiv efekt. Za bližnje zvezde pa nam lahko pomaga določiti njihovo razdaljo od nas.

Trigonometrična paralaksa zvezde je $\Psi = (1\mathrm{AU})/\mathrm{d}$ kjer je d razdalja do zvezde. Pogosta enota za razdaljo je parsek (1pc = 3.26ly). To je razdalja pri kateri bo zvezda imela trigonometrično paralakso 1''.

Lastno gibanje

V resnici se objekti lahko gibljejo precej hitro glede na nase osončje (nekaj deset km/s). To sčasoma prinese popravek k njihovim koordinatam. Največje lastno gibanje ima **Barnardova zvezda**, ki se na leto premakne za 10''. (Bolj tipično pa so te premiki okoli 1' letno).