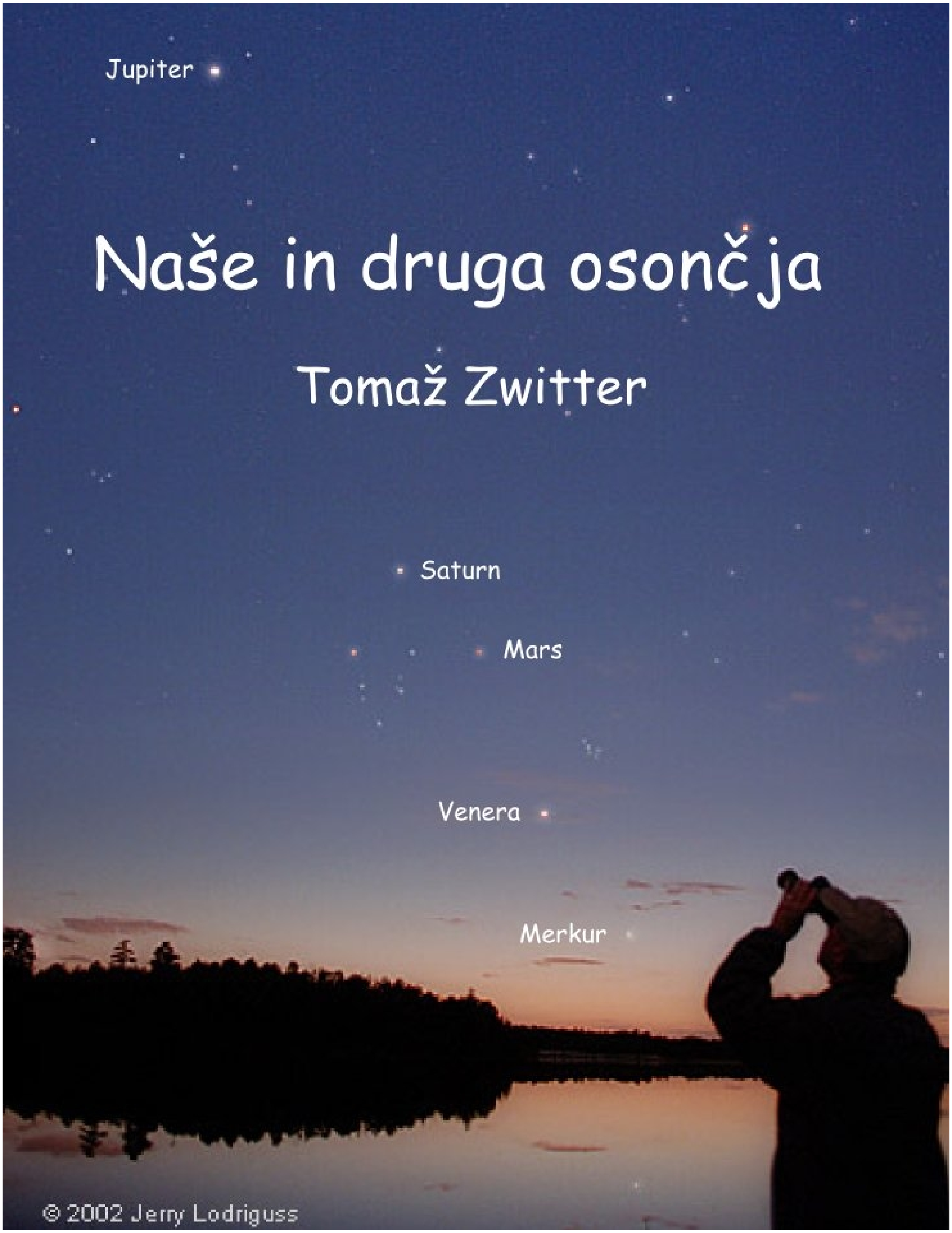
Naše in druga osončja

Tomaž Zwitter



Kazalo

1 To poglavje je namenjeno slušateljem Astronomije v prvem letniku bolonjskega študija fizike.

UVOD

To so skripta predmeta z zgornjim imenom, ki je nastal z uvedbo bolonjskega sistema študija in ga na Fakulteti za matematiko in fiziko Univerze v Ljubljani ponujamo predvsem študentom drugih fakultet, med njimi je večina študentov geografije. Ker zato predmet zajema precej poglavij iz matematične geografije, daje nekoliko večji poudarek Zemlji in njenemu (in s tem našem) mestu v vesolju. Enačbam se tekst ne izogiba, vendar vseh ne izpelje. Tekst bodo s pridom uporabljali tudi študentje, ki so v prvem letniku študija na Fakulteti za matematiko in fiziko izbrali predmet Astronomska opazovanja. Posebej (le) njim je (bo) namenjeno poglavje o teleskopih.

Pregled bomo začeli z motivacijskim poglavjem, ki povzema nekaj osnovnih pojavov, ki ljudi zanimajo že dolgo. To so lastnosti Luninih men ter praktični pomen točnega koledarja v vsakdanjem življenju. Mnoga ljudstva so pripisovala velik pomen – in zato tudi pazljivo zabeležila – izjemne pojave, kot so Sončevi in Lunini mrki. Na kratko bomo povzeli zgodovinski razvoj, ki je pripeljal do razumevanja oblike, velikosti in razdalj Zemlje, Lune in Sonca. Razložili bomo tudi osnovne lastnosti mrkov, ter njihov pomen za časovno umeščanje kronik starih ljudstev. Mimogrede bomo preko mrkov pokazali, da se vrtenje Zemlje okoli lastne osi počasi ustavlja, torej se zelo počasi veča tudi dolžina dneva.

Povedano bomo nato povezali v galilejski pogled na svet, ki smo ga osvojili v časih renesanse, Kopernika, Keplerja, Galileja in Netwona, in ki je kljub častitljivi starosti in neštetim praktičnim posledicam za vsakdanje življenje še vedno onkraj zmožnosti velikega dela populacije. Prav dejstvo, da njegovo razumevanje nedvomno sodi v splošno izobrazbo in da je ta cilj dosegljiv z umskimi sposobnostmi povprečnega štirinajstletnika, lahko predstavlja eno od poslanstev pouka geografije in fizike, s tem pa tudi tega predmeta.

Sliko Osončja in razdalj v njem bomo povezali z meritvami razdalj do zvezd in tako utemeljili koncept nebesne krogle. Kot kota, s katerima opišemo položaj poljubnega objekta na njej, bomo izbrali višino nad obzorjem in azimut ter ju povezali z osnovnimi lastnostmi obsevanja reliefa ali drugih površin (npr. solarnih kolektorjev). Zapisali bomo osnovne enačbe nebesne mehanike, ki bodo višino in azimut povezale z našim položajem na Zemlji, časom, datumom, ter seveda z objektom, ki ga opazujemo. Posebej nas bo zanimal tudi čas od vzhoda do zahoda objekta, pri Soncu bo to dolžina dneva in noči. Dnevnemu gibanju bomo dodali tudi letno gibanje Zemlje okoli Sonca, ter rezultat povezali z določanjem točnega časa, navideznim letnim gibanjem Sonca in ustrezno obsevanostjo. Omenili bomo tudi popravke zgrajene preproste slike: lom in absorpcijo svetlobe v atmosferi, precesijo Zemljine osi ter aberacijo svetlobe. Sledila bo razprava o koledarju, dejanski obliki in velikosti Zemlje, izračunu plimskega vpliva Lune in Sonca, starosti Zemlje, njene primernosti za življenje ter povezava z življenjskim krogom zvezd.

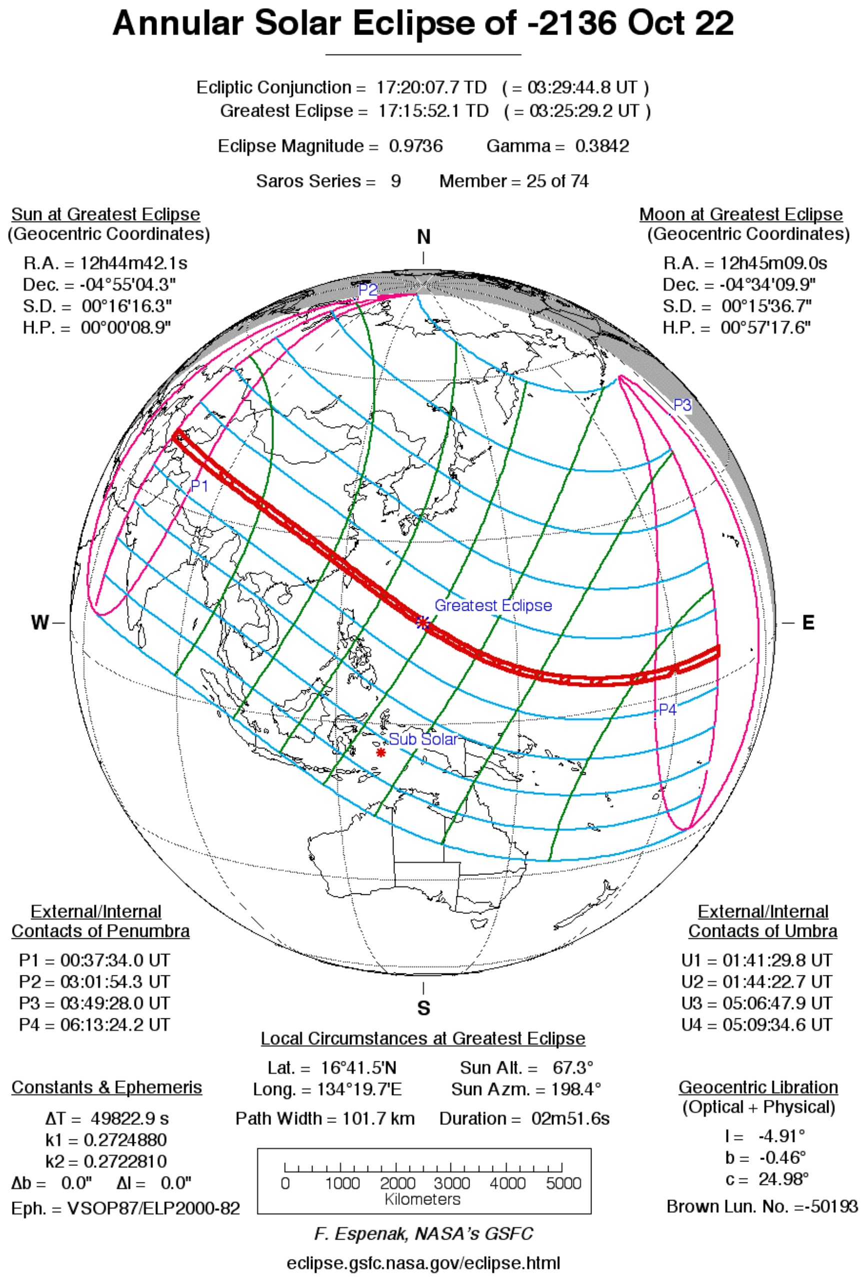
Pogled bomo razširili na naše Osončje, njegovo dinamiko, fizikalne lastnosti, pregled raziskovanja in sodobno merjenje razdalj v vesolju. Naše Osončje bomo primerjali z nekaj sto drugimi osončji, ki smo jih odkrili v zadnjem ducatu let. Končno bomo govorili o življenju v vesolju: potrebnih pogojih za nastanek in obstoj življenja, Drakovi enačbi, možnosti stika, in dodali komentar k tovrstnim novicam.

ZGODOVINSKI ZAČETKI

Večina starih ljudstev je pojavom na nebu posvečala posebno pozornost. Po njih so merili čas, izjemne dogodke kot so mrki pa so imeli za znamenja višjih sil. Ciklus dneva in noči določa osnovni človekov življenjski ritem, čeprav izkušnje jamarjev, ki pod zemljo preživijo po več dni skupaj, kažejo, da je fiziološko gledano ta naravni ritem pri človeku počasnejši. Izmenjavo dneva in noči seveda uravnava vidnost Sonca zaradi vrtenja Zemlje okoli svoje osi, pri daljših časovnih intervalih pa so se ljudje oprli na Luno in njene mene. Interval sedmih dni, to je en teden, je čas, v katerem se Lunina mena zamenja od mlaja do prvega krajca, pa nato do polne lune, zadnjega krajca in zopet mlaja. Celotni krog štirih Luninih men traja približno mesec dni. Pri daljših časovnih intervalih je v zmernih geografskih širinah pomembno izmenjavanje letnih časov. Tako so stara ljudstva dolžino leta uravnala po ponavljanju letnih časov. Z dobrim koledarjem so lahko planirali sezonsko delo na polju, lov, itd. Tako so že v starem Babilonu vedeli, da leto ni enako celemu številu dni, ampak je treba vsaka štiri leta dodati prestopni dan.

Začetki poti razumevanja vesolja nas popeljejo do prvih pisanih virov. Natančnega koledarja z upoštevanjem prestopnih let ni mogoče postaviti brez dovolj dolge kronike astronomskih opazovanj. Omembe astronomskih dogodkov pa nam danes omogočajo natančno datacijo teh starih kronik. Še zlasti pomembne so navedbe o redkih pojavih, kot so Sončevi mrki, ki jih zato ni težko identificirati. Najstarejše kronike so nam zapustili Kitajci. V Analih Luja, ki jih pripisujejo Konfuciju, so opisana opazovanja 34 Sončevih mrkov med leti 722 in 481 pr. n. št. Od tega jih je 32 kronološko identificiranih. Tako so Sončevi mrki dragoceno pomagalo pri natančni dataciji in omogočajo absolutno časovno umestitev kronik starih ljudstev.

Najstarejši zapis o opazovanju Sončevega mrka najdemo v kitajskem tekstu Šu čing. To je bil mrk 22. oktobra 2137 pr. n. št., torej 1400 let pred opazovanji kateregakoli drugega naroda. V zvezi s tem mrkom je znana zgodba o dvornih astronomih Hiju in Hoju, ki sta se prepuščala pijači in nista skrbela za koledar, kar je bila njuna dolžnost. Tako so se pomešali letni časi, in ko sta ob Sončevem mrku pozabila še z bobni odganjati zle duhove, ju je to stalo glavo. Kitajci so tesno povezovali dogodke na Zemlji in na nebu, in če je šlo kaj narobe, so za to krivili vladarja. Razumljiv je zato takratni vladarjev ukaz o opazovanju Sončevih mrkov: če mrk nastopi prezgodaj, je treba astronome pobiti, če prepozno, ravno tako. Ni znano, da bi pozneje še kak astronom doživel usodo Hija in Hoja, pa tudi vladarji pred ljudstvom dandanes ne prevzemajo več take odgovornosti.



Sl. 1. Zgodovinski mrk 22. oktobra 2137 pr. n. št. ob 3. uri po greenwiškem času. Rdeče je označena pot največjega pokritja Sončeve ploskvice. Pot seka tudi Kitajsko. Luna je bila ob času mrka relativno daleč od Zemlje, zato je bil mrk obročast. Sonce ni bilo popolnoma zakrito, ampak je temno ploskvico Lune obkrožal svetel obroč Sončeve fotosfere.

Sl. 2. O delnem Sončevem mrku 28. januarja 1664, ki so ga opazovali pri Vrhniki, so poročali v tiskanih letakih, zametkih današnjih časopisov. Povzeto po Sončni mrk 1664, faksimilirana izdaja, Cankarjeva založba 1966, spremna beseda Branko Reisp.

Abriß der Sonnen.

Darbey zur Information die abgetheilten Buchstaben gesetzt / wo / vnd an welchem Orth / eines vnd anders / nach der folgenden Beschreibung gesehen worden.

Als wir den 28. Januarij dises lauffenden 1664. Jahrs / zu Morgends vngefehr vmb halb acht Vhr / von dem obern Dorff bey Ober-Laybach / etwas wenigs hinauß kommen / vnnd gegen der Herrschafft Lachitschfort gehen wolten / begegnete vns / ein / dem Ansehen nach ehrlicher Burgersmann / in einem graw Tuchenen Kleyd angethan / vnd redete vns an / mit disen formal Worten: Sehet / Sehet meine Patres, wie

Naslednji pomemben mejnik so Babilonci. Dogodke na nebu so povezovali s tistimi na Zemlji. Bogove so enačili s telesi Osončja. Zato je razumljivo, da so bili takratni astronomi pravzaprav astrologi. Za napovedovanje dogodkov na Zemlji so natančno opazovali nebo in to zapisovali na glinaste tablice. Ko so pozneje primerjali svoje tekoče zapise s starejšimi, so se iz astrologov spreminjali v astronome. Astronomija kot znanost ima zato korenine v Babilonu.

Babilonci so zapisali vse Sončeve mrke po letu 747 pr. n. št. Natančno so poznali dolžino leta ter časa, ki ga Luna potrebuje za en obhod okoli Zemlje. Končno so odkrili tudi periodo Sarosa, ki je odločilna za napovedovanje Sončevih mrkov. Medsebojni položaji Zemlje, Lune in Sonca se ponovijo po 18 letih, 10 dneh in 8 urah, torej bo vsakemu mrku čez 18 let sledil naslednji. Za Sončevim mrkom 11. avgusta 1999 bo naslednji mrk iste Sarosove družine tako nastopil 21. avgusta 2017. Žal dolžina Sarosa ni enaka celemu številu dni. Osem dodatnih ur pomeni, da ga ne bomo videli iz Evrope, ampak iz Združenih držav Amerike. Za ponovitev mrka na skoraj istem kraju na Zemlji je treba počakati tri Sarosove periode. Za mrkom leta 1999 bo naslednji mrk iste Sarosove družine v naši bližini, to je v severni Afriki, viden čez 54 let in en mesec, to je 12. septembra 2053.

Znanje Babiloncev so pozneje prevzeli Grki, ti pa so ga posredovali aleksandrijski šoli in Rimljanom. Pomembno je, da Babilonci sicer niso poznali gravitacijskega zakona ali nebesne mehanike, a mrke so napovedovali empirično, z analizo kronološko natančnih zapisov preteklih pojavov. To je osnova tudi za današnjo znanstveno metodo. Najprej zgradimo grob model, ki ga sicer ne razumemo povsem, daje pa uporabne napovedi. Šele nato sledi eleganten del, ko nam ugotovljeno zakonitost uspe razložiti z uporabo osnovnih fizikalnih zakonov. V primeru mrkov je bil to Newtonov gravitacijski zakon.

Naslednji pomemben korak so naredili stari Grki. Razvoj geometrije jim je omogočal postaviti temelje sodobnega razumevanja Osončja. Mnogi zmotno mislijo, da smo oblike, velikosti in razdalje med telesi v Osončju spoznali šele v dobi vesoljskih poletov. Morda je res, da so šele vesoljski poleti prinesli zanimanje širokih množic za naše Osončje. Seveda ti poleti ne bi bili mogoči, če ne bi znanstveniki natančno vedeli, v kaj se spuščajo. Položaji teles našega Osončja so danes znani na metre natančno. Osnovne meritve pa so opravili že stari Grki. In to brez vesoljskih potovanj, največkrat dobesedno z domačega dvorišča. Imeti so morali le dobre zamisli in slediti neizprosni logiki geometrijskega razmišljanja. In izvirnih idej starim ljudstvom ni manjkalo.

Ni naš namen, da bi pisali zgodovinsko kroniko razvoja razumevanja našega Osončja. Pomembno pa je nanizati logične sklepe, ki so stare Grke pripeljali do spoznanj o obliki in velikosti Zemlje, Lune in Sonca. Danes se o tem učijo otroci že v začetku osnovne šole. Pa vendar so se verjetno le redki bralci vprašali, kako bi brez dolgih potovanj ugotovil, da je Zemlja okrogla, izmerili njeno velikost ter podobno naredili še za Luno in Sonce.

Oblika in velikost Zemlje, Lune in Sonca

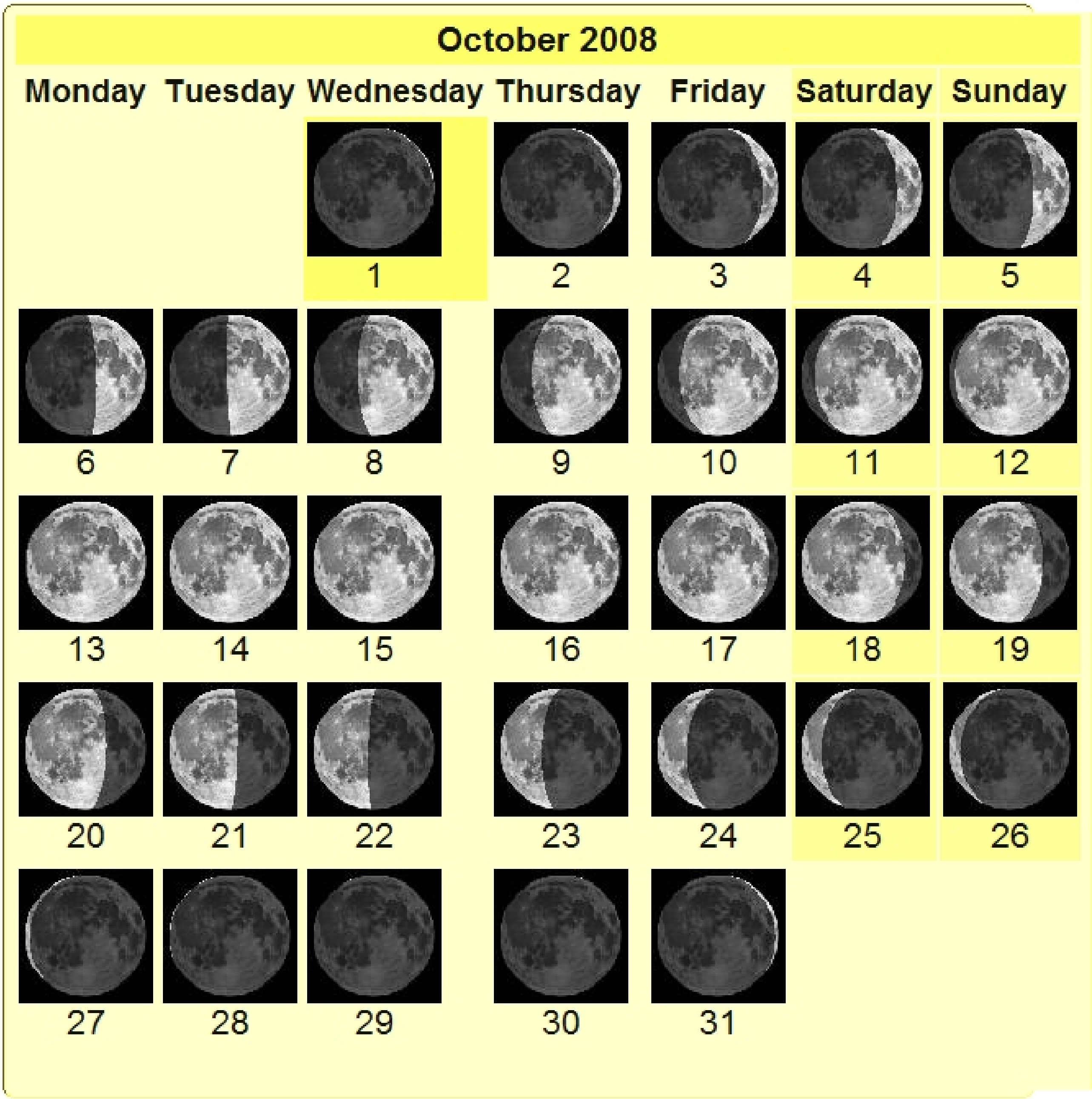
Da je Sonce videti kot okrogla ploščica, vemo iz vsakdanjih izkušenj. Hitro se lahko prepričamo, da je okrogla tudi Luna. Tudi ob nepolni meni je namreč mogoče videti neosvetljen del njene ploščice. Z navadnim lovskim daljnogledom, ob čistem ozračju pa tudi s prostim očesom, opazimo bledo svetlobo, ki se odbija od Zemlje in osvetljuje tudi od Sonca neosvetljeni del Lunine ploščice. Lunina površina je torej okrogla, ne glede na meno.

Kakšna je Lunina oblika v resnici, je to okrogel ploščat krožnik ali krogla? Tu pomagajo Lunine mene. Iz izkušenj vemo, da je polna luna, ščip, na nebu najviše opolnoči, ko smo obrnjeni proč od Sonca. Prvi krajec je dobro viden, ko sonce zahaja, zadnji pa zjutraj. Tanka srpa toneta v večerni mrak ali jutranjo zoro. Kot med Luno in Soncem je torej, gledano z Zemlje, ob isti meni vedno enak. Ob polni luni je Sonce na nasprotni strani neba kot Luna, ob krajcih oklepata smeri proti Luni in Soncu pravi kot. Mena je torej odvisna od medsebojnega položaja Lune, Sonca in Zemlje. Naredimo preprost model. V zatemnjeni sobi opazujmo belo kroglo iz stiropora in jo osvetljujmo z močno svetilko. Prepričamo se, da je krogla videti kot Luna ob različnih menah. Mi smo tu zemeljski opazovalci, svetilka pa ponazarja Sonce. Tudi tu je "mena" odvisna le od medsebojnih položajev svetila (Sonca), Lune (bele krogle) in nas. Še več, zaporedje men lahko pojasnimo s kroženjem bele krogle, to je Lune, okoli nas. Luna je vedno približno enako velika. Njen premer vidimo vedno pod kotom približno pol stopinje. Torej mora biti njen tir okrog Zemlje res blizu krogu.

Sl. 3. Vzhajanje srpa Lune v jutranjih urah, tik pred vzhodom Sonca. Poleg od Sonca osvetljenega srpa je lepo videti, da je celotna Lunina ploskvica osvetljena s svetlobo odbito od Zemlje. Ta tako imenovana pepelnata svetloba poskrbi, da tudi ob nepolni luni lahko v krajih odmaknjenih od umetnih luči opazimo celotno Lunino ploskvico.

Kaj pa Zemlja? Dokazovati, da je okrogla, se zdi danes nepotrebno. Spomnimo se na to, da imajo na Zemlji dan različni kraji ob različnih časih. V Mongoliji vzide Sonce šest ur prej kot pri nas, v Seattlu pa imajo poldne, ko je pri nas že devet zvečer. Tudi za kraje na istem poldnevniku je višina Sonca nad obzorjem različna. Pri nas, v libijskem Tripolisu ali v Capetownu v Južni Afriki nastopi poldne tako rekoč hkrati. Vendar je pri nas opoldne Sonce nad južnim obzorjem, v Tripolisu je bliže zenitu, v Južni Afriki pa je na severni strani neba. Ta dejstva, ki so domača današnjim svetovnim popotnikom, se da razložiti s tem, da je Zemlja okrogla. Kako pa so o tem sklepali stari Grki, ki niso mogli potovati daleč prek meja svoje sredozemske države?

Da je Zemlja iz vesolja videti okrogla, so sklepali po opazovanjih Luninih mrkov. Ob Luninem mrku, ki nastopi vedno ob polni luni, je Zemlja med Soncem in Luno, tako da delom Luninega površja zakrije pogled na Sonce. Rob Zemljine sence ni raven, ampak kriv, kot bi jo metala krogla. In to velika krogla. Če predpostavimo, da seže Zemljina senca precej dlje od Lune, nam krivina sence, ki jo Zemlja med delnim Luninim mrkom meče na Luno, razkrije Zemljino velikost. Zemlja mora biti približno trikrat večja od Lune.



Sl. 4. Luna v oktobru 2008. Poleg zaporedja men vidimo, da je rob sence kriv, saj je Luna v resnici krogla. Vidimo tudi, da ima vseskozi podobno kotno velikost in nam stalno kaže isto stran. Torej zaporedje luninih men lahko pojasnimo s kroženjem Lune okoli Zemlje, pri čemer se Luna v času enega obhoda okoli Zemlje tudi enkrat obrne okoli svoje osi.

Sl. 5. Luna med vstopanjem v Lunin mrk. Zložene slike od še nepokrite Lune (desno spodaj) do faze popolnega mrka (levo zgoraj). Senca Zemlje ob vstopanju Lune v Zemljino senco je kriva in ima približno trikrat večji polmer od Lune. To je zato, ker je Zemlja okrogla in precej večja od Lune. Luna tudi ob popolnem mrku ne zgine, če se žarki ob robu sence ob prehodu skozi Zemljino atmosfero lomijo in tako osvetlijo Luno z rdečo svetlobo. Pogoj za to je lepo vreme v krajih, kjer sta Luna in Sonce ob času mrka na nasprotnih točkah obzorja.

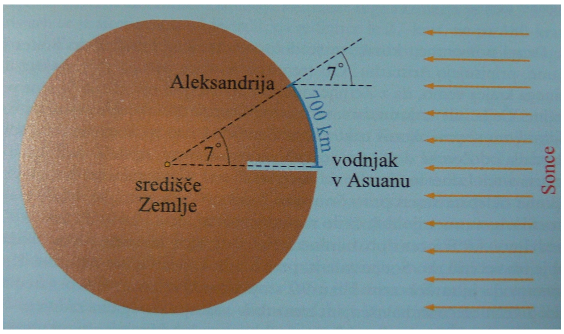
Eratosten iz Kirene je že v 3. stoletju pred našim štetjem ugotovil Zemljino dejansko velikost. Vodje trgovskih karavan, ki so potovale iz Aleksandrije ob Nilu navzgor, so povedali, da obstaja v kraju Sena navpičen vodnjak. Ta vodnjak je nekaj posebnega, saj Sonce osvetli njegovo dno le na en dan v letu. Eratosten je sklepal, da se to zgodi ob poletnem obratu, ko je Sonce v Seni opoldne natančno v zenitu. V Aleksandriji, kjer je živel Eratosten, Sonce ni nikoli v zenitu. Celo ob poletnem obratu je vedno vsaj sedem stopinj od smeri navpično navzgor. Če je Sonce dovolj daleč, je teh 7 stopinj tudi kot, ki ga oklepata Sena in Aleksandrija, gledano iz središča Zemlje. Eratosten je iz tega merskega podatka in iz znane razdalje med Aleksandrijo in Seno, ki leži blizu današnjega asuanskega jezu, izračunal polmer Zemlje:

$$\frac{700\text{km}}{2\pi R_z} = \frac{7^{\circ}}{360^{\circ}}$$

Eratostenova ocena Zemljine velikosti

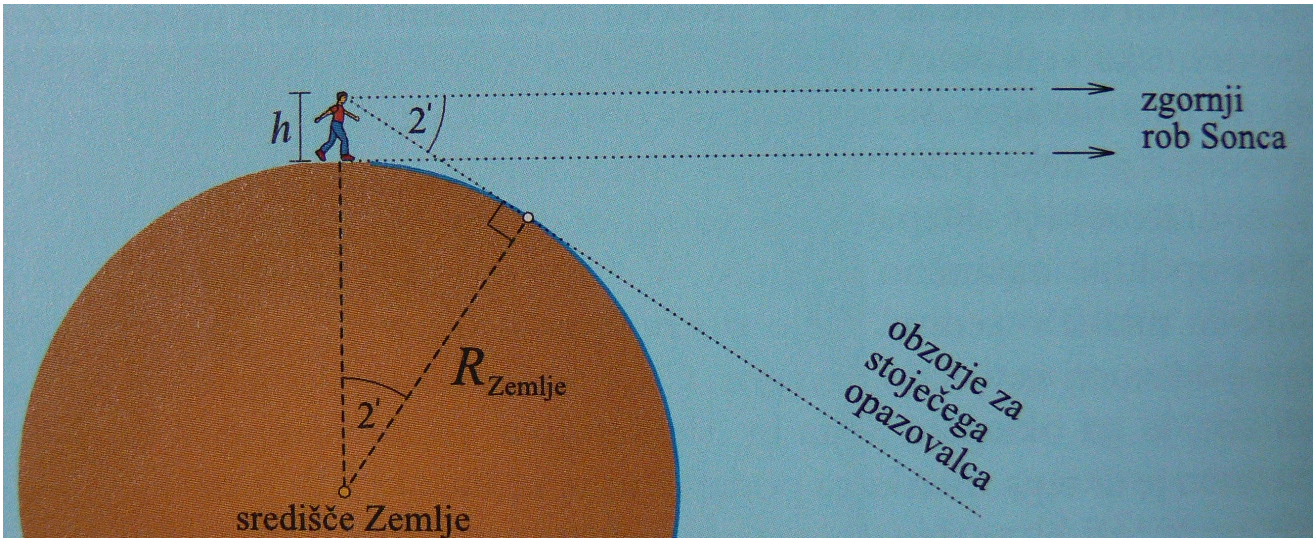
$$R_z = 360 \times 700\text{km}/(7 \times 2\pi) = 5730\text{km}$$

Vrednost, ki jo je dobil, se je od prave razlikovala le za nekaj odstotkov. Bila je mnogo natančnejša od ocene, ki jo je pred svojimi potovanji imel na voljo Krištof Kolumb.



Sl. 6. Ob poletnem obratu Sonce osvetli dno vodnjaka pri Asuanu v Egiptu, medtem ko je v Aleksandriji še sedem stopinj od zenita. Iz tega podatka je Eratosten izračunal Zemljino velikost. Eratosten je naredil preprost in eleganten sklep: če je Sonce dovolj daleč, so njegovi žarki v Asuanu in Aleksandriji vzporedni, sedem stopinj razlike v višini Sonca pa je tudi kot, ki ga v središču Zemlje oklepata Asuan in Aleksandrija. Ker vemo, da sta kraja oddaljena 700 km, lahko izračunamo Zemljino velikost.

Velikost Zemlje lahko ocenimo tudi sami. Ob morski obali opazujemo, kako tone sonce v valove. Počepnemo prav ob gladino, ko pa izgine še zadnji rob Sonca, naglo vstanemo. Hitro ocenimo, kolikšen del od pol stopinje velikega kotnega premera Sonca še vidimo nad obzorjem. Sonca zdaj ne vidimo, ker bi se prej skrilo za "rob", ampak zato, ker smo z dolžino svojega telesa malenkost povečali svojo razdaljo od središča Zemlje in tako pogledali malo pod geometrijsko obzorje. Iz teh podatkov lahko s srednješolsko matematiko ocenimo velikost zemeljske krogle.



Sl. 7. Ko za opazovalca, ki čepi ob morski gladini, Sonce zaide, vidi stoječi opazovalec še približno petnajstino od pol stopinje velikega premera Sonca nad obzorjem. Ti dve ločni minuti sta tudi kot v pravokotnem trikotniku, narisanem iz središča Zemlje. Priležna kateta v trikotniku je enaka polmeru Zemlje (R_{Zemlje},), hipotenuza pa polmeru Zemlje, povečanem za velikost opazovalca (h). S temi podatki s funkcijo kosinus lahko ocenimo polmer Zemlje.

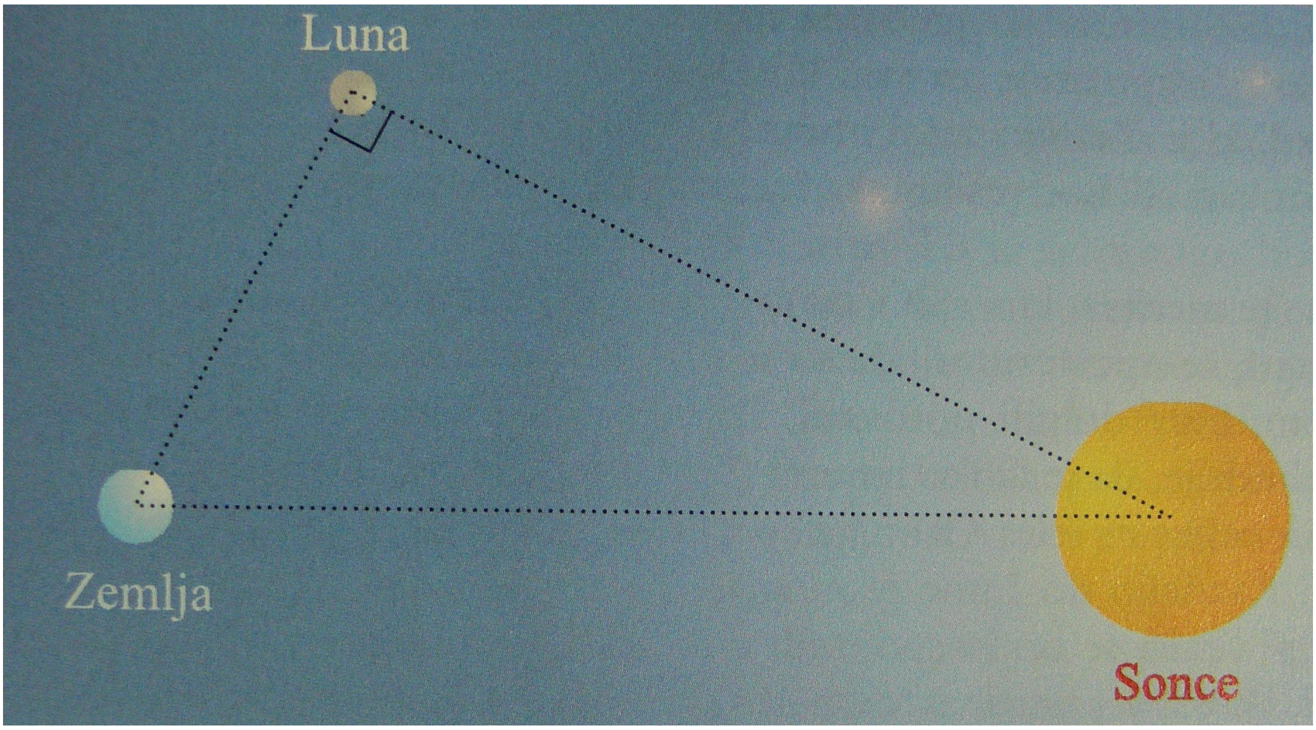
Če privzamemo, da je razlika višin *h* enaka 1 meter, sledi

$$\frac{R_z}{R_z + h} = \cos 2' = 0.99999983$$

Ocena Zemljine velikosti ob zahajanju Sonca.

$$R_z = 1\,\mathrm{m}/(1.7 \times 10^{-7}) \simeq 6000\,\mathrm{km}$$

Drugi pomemben korak, to je določitev razmerja razdalj do Sonca in Lune, pripisujejo Aristarhu. Ob trenutku nastopa prvega ali zadnjega luninega krajca vemo, da z Zemlje vidimo natanko pol osvetljene Lunine površine. Če bi bili na Luni, bi smeri proti Soncu in Zemlji oklepali pravi kot. Zamislimo si pravokotni trikotnik z Zemljo, Luno in Soncem v ogliščih. Razdalja od Zemlje do Sonca je njegova hipotenuza, razdalji med Luno in Soncem ter Luno in Zemljo pa njegovi kateti. Če izmerimo kot, ki ga z Zemlje oklepata smeri proti Soncu in Luni ob prvem krajcu, lahko s preprosto trigonometrijo določimo razmerje razdalj do Lune in do Sonca. Kot med Luno in Soncem ob Luninem prvem krajcu izmerimo neposredno, saj je ob večerih, ko Sonce zahaja, prvi Lunin krajec visoko na nebu. Ugotovimo, da je ta kot zelo blizu 90 stopinjam. Podobno lahko naredimo tudi z večmesečnim beleženjem trenutkov nastopa prvega in zadnjega Luninega krajca. Če je kot med Luno in Soncem ob krajcu manjši od pravega, naredi Luna med zadnjim in prvim krajcem manjši del obhoda okoli Zemlje kot med prvim in zadnjim krajcem. Ob privzetku, da se Luna okrog Zemlje giblje enakomerno in po krogu, to pomeni, da bo med zadnjim in prvim krajcem minil krajši čas kot med nastopom prvega in zadnjega krajca. Vestno beleženje nastopov prvega in zadnjega krajca pokaže, da sta oba časovna intervala v povprečju, znotraj merske napake, enaka.



Sl. 8. Ob Luninem krajcu oklepata smeri z Lune proti Zemlji in proti Soncu pravi kot. Če izmerimo tudi kot med Luno in Soncem, kot ga vidimo z Zemlje, lahko izračunamo razmerje razdalj do Lune in do Sonca. Skica ni narisana v merilu, saj je Sonce kar 380-krat dlje od Lune.

Obe meritvi pokažeta, da je kot med Luninim prvim krajcem in Soncem zelo blizu 90 stopinjam. To pa pomeni, da je naš pravokotni trikotnik Zemlja-Luna-Sonce zelo iztegnjen. Razdalja do Sonca mora biti mnogo večja od razdalje do Lune. Današnja vrednost tega razmerja je 379,7578. Aristarh se je sicer zmotil in je trdil, da je Sonce le 27-krat, ne pa 380-krat dlje od Zemlje kot Luna, vendar to ne zmanjša briljantnosti njegovega sklepanja.

Zdaj lahko sklepe združimo. Velikosti in medsebojne razdalje Zemlje, Lune in Sonca je mogoče izračunati neposredno. Ker je Sonce mnogo dlje od Lune kot Zemlja, je senca, ki jo Zemlja meče na Luno ob Luninem mrku res skoraj tako široka kot Zemlja. Rahla ukrivljenost Zemljine sence, ki jo vidimo na Luni ob vstopu ali izstopu iz mrka, pove, da je Zemlja triinpolkrat večja od Lune. Iz Eratostenove ali iz moderne meritve velikosti Zemlje izračunamo, da je premer Lune nekaj manjši od 3500 kilometrov. Ker vidimo Luno na nebu pod kotom pol stopinje, mora biti razdalja do Lune d_L precej večja od premera Lune D_L:

$$D_L/d_L = \sin(0,5^\circ) = 0,0087 \simeq 1/110$$

Torej je razdalja do Lune 110-krat večja od njene velikosti. Luna je od Zemlje v povprečju oddaljena

$$d_L = 110 D_L = 110 \times 3500\,\mathrm{km} \simeq 380.000\,\mathrm{km}$$

Končno lahko izračunamo še razdaljo in velikost Sonca. Aristarhova metoda pove, da je Sonce 380-krat dlje od Zemlje kot Luna. Iz znane razdalje do Lune sklepamo, da je Sonce oddaljeno

$$d_\odot = 380 \times 380.000\,\mathrm{km} \simeq 150.000.000\,\mathrm{km}$$

Tudi Sonce, tako kot Luno, vidimo na nebu pod kotom pol stopinje. Ker pa je Sonce mnogo dlje kot Luna, mora biti mnogo večje. Pol stopinje na razdalji 150 milijonov kilometrov oklepa daljica z dolžino 1,4 milijona kilometrov. Torej je Sonce krogla s premerom

$$D_\odot = d_\odot \sin(0,5^\circ) = 1.400.000\,\mathrm{km}$$

to je 1,4 milijona kilometrov. Sledi logičen sklep, da je Sonce največje telo Osončja, torej se druga telesa, vključno z Zemljo, gibljejo okoli njega. To pravilno, heliocentrično gledanje na Osončje, do katerega se je dokopal že Aristarh, je pozneje za več kot tisoč let izrinil aristotelski geocentrični pogled, ki je Zemljo želel ohraniti v središču Osončja, pa tudi če je moral za to iskati ad hoc rešitve, kot je gibanje planetov po epiciklih.

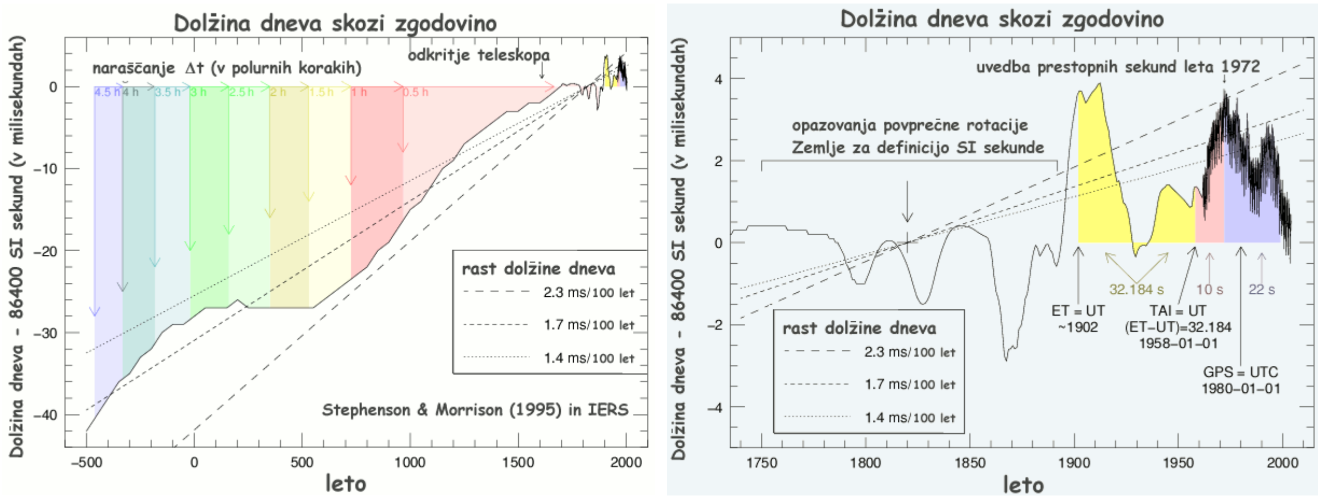
Vse te meritve, ki so jih v osnovi opravili že stari Grki, se zdijo impresivne. Še zlasti, če upoštevamo, da so se do sklepov dokopali z elegantnim razmislekom, brez dolgih potovanj. Eratostenu denimo ni bilo treba zapustiti Aleksandrije, da je lahko izmeril Zemljino velikost. Današnje vrednosti razdalj in velikosti teles Osončja so mnogo točnejše, kot so jih lahko izmerili Grki. Razdaljo do Lune je mogoče premeriti s časom potovanja svetlobe. Starejši bralci se bodo spomnili televizijskih prenosov hoje astronavtov po Luni. Pogovori astronavtov z nadzornim središčem na Zemlji niso potekali tekoče. Med vprašanjem in odgovorom sta minili vsaj dve sekundi. To je čas, ki ga potrebuje svetloba oziroma televizijski signal za pot do Lune in nazaj. Nekaj zakasnitve je mogoče občutiti tudi pri medcelinskih telefonskih pogovorih, ki potekajo prek geostacionarnih satelitov. V tem primeru potuje signal do satelita in nazaj dobri dve desetinki sekunde. Je pa res, da so tovrstne izkušnje v zadnjem času vse redkejše, saj večina medcelinskih pogovorov poteka po krajših podmorskih kablih. Izjema so televizijska poročila iz oddaljenih, v vojnah opustošenih predelov sveta, kjer je edina možnost zveza prek geostacionarnega sistema satelitov Inmarsat. Čas odboja svetlobe je uporaben tudi za merjenje razdalj do drugih teles Osončja. Močan radarski signal, ki ga pošljemo proti Veneri, se vrne po nekaj minutah in nam omogoča izmeriti trenutno razdaljo do tega planeta z natančnostjo nekaj metrov. Svetloba s Sonca do nas potuje osem minut. Torej Sonca ne vidimo takšnega, kot je zdaj, ampak je to slika izpred osmih minut. To gledanje v preteklost je ena osnovnih značilnosti astronomskih opazovanj. Zvezde vidimo take, kot so bile pred nekaj leti ali tisočletji, oddaljene galaksije se kažejo v svetlobi, ki jih je zapustila pred milijoni ali milijardami let.

telo	**polmer**	**oddaljenost od Zemlje**
Zemlja	6.378 km	
Luna	1.738 km	384.400 km
Sonce	695.000 km	149.600.000 km

Srednji polmer in oddaljenost Sonca, Lune in Zemlje. Povzeto po splošno uporabni strani www.nineplanets.org/. V tekstu smo izpeljali in bomo tudi vseskozi uporabljali zaokrožene vrednosti.

Beleženje mrkov v preteklosti in vrtenje Zemlje

Na začetku smo omenili beleženje mrkov skozi zgodovino. V kronikah pa pogosto ni zapisan le dan takega dogodka, ampak se da sklepati tudi na uro dneva, ko je nastopil. In tu pride do zanimivega pojava. Stari viri sistematično poročajo, da je mrk nastopil bolj zgodaj, kot bi izračunali ob privzetku o stalni hitrosti Zemljinega vrtenja okoli lastne osi. Tako na primer vir poroča, da je bil mrk ob začetku našega štetja v dopoldanskem času, mi pa bi ga pričakovali opoldne (in drugje). Te sistematične razlike lahko pojasnimo s počasnim ustavljanjem hitrosti Zemljine rotacije. Tako se je nekdaj vrtela hitreje in je zato do danes naredila večji zasuk, kot bi ga ob današnji počasnejši hitrosti rotacije. Odtod tudi bolj zgodnja ura v stari kroniki. Razlike se je od začetka našega štetja nabralo za približno tri ure. Konkretno to pomeni, da je bil dan takrat za kake 3 stotinke sekunde krajši kot je danes. Pri tem sekundo definiramo s številom nihajev cezijevih atomov in je torej vedno enaka in neodvisna od hitrosti Zemljine rotacije. Razlika 0,03 sekunde na dan ni velika, vendar v dveh tisočletjih prinese razliko 3 ur. Spodnja grafa kažeta, da počasno ustavljanje hitrosti Zemljine rotacije ni enakomerno, kar je posledica dejstva, da je Zemlja v bistvu tekoč planet, saj je nad debelim tekočim plaščem le tanka plast trdne skorje. Hitro lahko ocenimo, da je skorja debela vsega nekaj deset kilometrov, kar je v primerjavi z velikostjo Zemlje komaj toliko, kot je debelina jajčne lupine v primerjavi z njegovo velikostjo. Torej moram na to našo lupino trdne skorje, na kateri živimo, zelo paziti. Ni slučaj, da so npr. jedrski poskusi na globokem morskem dnu že dolgo prepovedani. Da ne bi slučajno lupina počila.



Sl. 9. Rast dolžine dneva skozi stoletja. Podatke na levi sliki so dobili pretežno s primerjavo trenutka nastopa posameznega mrka kot je naveden v kronikah in kot bi nastal, če bi bil dan vseskozi dolg 24x60x60 s = 86400 sekund. Kumulativno se do začetka našega ptetja nabere že za 3 ure razlike, torej za osmino zasuka Zemlje okoli svoje osi. Slika na desni je kaže vrtenje Zemlje v modernejšem času, ko so bile poznane že točnejše metode za merjenje časa. Vir: Stephenson, F. R.; Morrison, L. V.: Philos. Trans. R. Soc. Lond., Ser. A, zvezek 351, št. 1695, str. 165 – 202 (1995) „Long-term fluctuations in the Earth's rotation: 700 BC to AD 1990“

Zaradi počasnega ustavljanje hitrosti Zemljine rotacije vsake toliko časa dodamo prestopno sekundo, ki merjenje absolutnega atomskega časa cezijeve ure ohranja v približnem sozvočju z vrtenjem Zemlje. Tako so prestopno sekundo dodali ob koncu junija po Greenwiškem času leta 1972, 1981, 1982, 1983, 1985, 1992, 1993, 1994, 1997 ter ob koncu decembra od leta 1972 do 1979, ter nato še leta 1987, 1989, 1990, 1995, 1998, 2005 in 2008.

Galilejski pogled na svet

Preden se odpravimo proti zvezdam, je smiselno dobiti občutek za naše Osončje. Doslej smo omenili že mnogo številk, ki pa si jih je težko zapomniti, še težje pa predstavljati. Zato bomo neznanske velikosti vesoljskih teles in razdalj med njimi pomanjšali na mere, ki so nam domače iz vsakdanjega življenja. Če bi Zemljo pomanjšali na dober milimeter veliko zrno, bi bila Luna prašen drobec, ki bi krožil okrog nje na razdalji 4 cm. V tem merilu bi bilo Sonce 15 metrov oddaljena pomaranča. Vseh 15 metrov med zrnom Zemlje in Sončevo pomarančo bi bilo praznih, če pozabimo na zrnci Venere in Merkurja. Onkraj Zemljinega tira je praznega prostora še več. Jupiter bi bil enak frnikoli, 80 metrov od Sonca. Za prašen drobec velik Pluton bi bil 600 metrov oddaljen od Sonca. Planeti so torej zrnca, ki krožijo na razdaljah več deset metrov od Sonca, velikega za pomarančo. Težko se je izogniti občutku, da je vesolje predvsem velik prazen prostor. To je še mnogo bolj res, če v istem merilu pogledamo razdaljo do prve sosednje zvezde. Pomaranča (pravzaprav bolj mandarina) Proksime Kentavra bi bila na Kanarskih otokih. Vse vmes pa prazno.

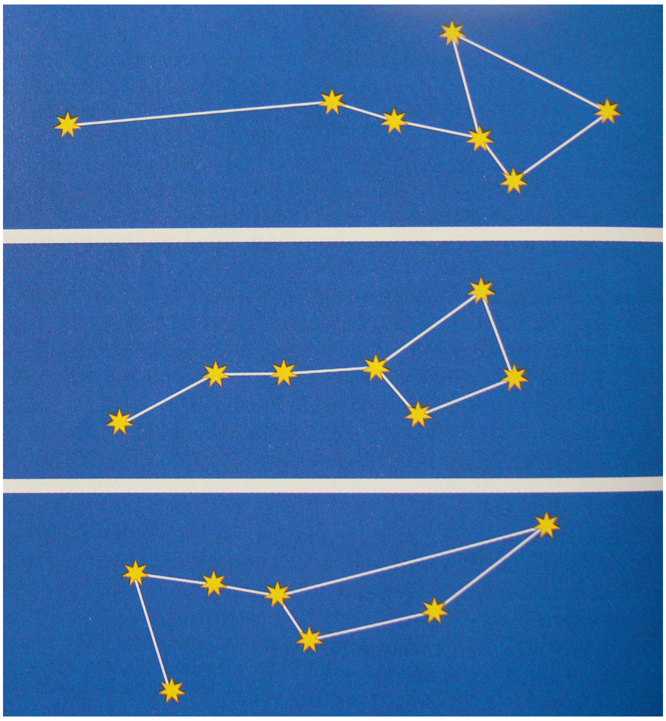
telo	dejanski polmer	dejanska razdalja od Zemlje	pomanjšan polmer	pomanjšana razdalja od Zemlje
Zemlja	6.400 km		0,64 mm	
Luna	1.700 km	400.000 km	0,17 mm	4 cm
Sonce	700.000 km	150.000.000 km	7 cm	15 m
Jupiter	70.000 km	800.000.000 km	7 mm	80 m
Pluton	2.300 km	6.000.000.000 km	0,23 mm	600 m
Najbližja zvezda za Soncem	100.000 km	$3{,}8\mathrm{x}\ 10^{13}$ km	1 cm	3,800 km

Dejanske razdalje in velikosti teles v bližnjem vesolju ter njihove vrednosti v pomanjšani velikosti, kot smo vsako razdaljo in velikost zmanjšali za 10-milijardokrat (deljenje z 10^{10}). Uporabljamo srednje zaokrožene vrednosti.

Kot smo že omenili, je ogromne razdalje v vesolju mogoče ponazoriti s časom, ki ga svetloba potrebuje za pot do Zemlje. Ker je hitrost svetlobe enaka 300.000 kilometrom v sekundi, potrebuje svetloba od Lune do Zemlje dobro sekundo, s Sonca 500 sekund, medtem ko z najbližje zvezde za Soncem potuje kar 4,2 leti. Pravimo, da je ta zvezda oddaljena 4,2 svetlobni leti. Svetlobno leto je torej razdalja, ki jo prepotuje svetloba v enem letu in je enako

$$1\,\mathrm{sv.\ leto} = 300.000\,(\mathrm{km/s})\times 1\,\mathrm{leto} = 300.000\,(\mathrm{km/s})\times 365,25\times 24\times 60\times 60\,\mathrm{s} = 9\times 10^{15}\,\mathrm{m}$$

V drugem stoletju našega štetja so zrisali predhodnice današnjih zvezdnih kart. Ptolemej je po mezopotamskih predlogah nebo razdelil na 48 ozvezdij. Ozvezdja je večinoma imenoval po mitoloških osebah. Danes vemo, da so zvezde v določenem ozvezdju sicer videti z Zemlje v približno isti smeri, vendar so zelo različno oddaljene od nas. Severnica je od nas oddaljena 430 svetlobnih let, sosednja zvezda v ojesu Malega voza, Delta Malega medveda, pa le 183 svetlobnih let. Zvezda Delta leži torej bližje nam kot pa sosednji zvezdi v vzorcu Malega medveda. Ozvezdja so le naključne združbe. Zvezde v njih nimajo nič skupnega, z Zemlje jih po naključju vidimo v podobni smeri. Zaradi relativnih hitrosti zvezd se oblike vzorcev v ozvezdjih spreminjajo. Pred 10 tisoč leti so bile še znatno drugačne, kot jih vidimo danes.



Sl. 10. Zaradi relativnega gibanja zvezd se oblike vzorcev v ozvezdjih počasi spreminjajo. Še kamenodobni človek je videl drugačno obliko vzorca Velikega voza, kot jo poznamo danes. Obliko zgoraj je imel Veliki voz pred 100 tisoč leti, spodnjo pa bo imel čez 100 tisoč let.

Število ozvezdij se je po Ptolemeju povečalo. Mednarodna astronomska unija danes priznava 88 ozvezdij. Povečanje s prvotnega števila 48 Ptolemejevih ozvezdij je deloma posledica drobljenja, da se je več odličnikov lahko vpisalo med predlagatelje novih ozvezdij, deloma pa je treba seveda upoštevati, da dobršen del južnega neba ni viden s sredozemskih obal grške države. Ta južna ozvezdja so poimenovali prvi raziskovalci novih pomorskih poti. Imena južnih ozvezdij, kot sta Vodna črpalka ali Kompas, kažejo na čaščenje tehnike, ki je bila za pomorske kapitane pomembnejša od mitologije.

Renesansa s Kopernikom je prinesla revolucijo. Novo znanje je bilo mogoče pridobiti z opazovanjem, ne le s študijem uveljavljenih starih tekstov. Še več, razlaga pojavov v naravi je bila kaj vredna le, če so jo potrdila znanstvena opazovanja. In to dobro dokumentirana opazovanja kogarkoli in kjerkoli. Rodila se je znanost. Astronomija, ki se je oprijela znanstvenih metod, se je dokončno ločila od astrologije, ki ni znanost. Kopernik je leta 1543 v delu *De revolutionibus Orbium Coelestium* namesto geocentrične Aristotelove teorije uvedel heliocentrični sistem. Okoli Zemlje je krožila le Luna, vsi planeti vključno z Zemljo pa so krožili okoli Sonca. Tycho Brahe je opazoval gibanje planeta Marsa mnogo točneje, kot kdorkoli pred njim. Kepler, ki ga je nasledil, se je poglobil v številke in dognal, da jih lahko pojasni le, če se Mars giblje okoli Sonca po eliptičnem tiru. Dolgo je potreboval, da se je poslovil od preprostejše in na pogled lepše rešitve s krožnimi tiri. Spotoma je empirično ugotovil še vse tri zakone o gibanju planetov okoli Sonca, ki jih danes imenujemo po njem. Galileo Galilei nam je postregel z novimi odkritji, saj je bil prvi, ki je za svoje delo uporabljal daljnogled. Odkril je štiri največje Jupitrove lune ter Rimsko cesto razločil v zvezde. Odkritje, da Zemlja ni edino telo z luno in da Jupitrove lune krožijo okoli planeta podobno kot planeti krožijo okoli Sonca, ga je prepričalo o pravilnosti heliocentričnega sistema. Z daljnogledom je opazil, da ima Venera mene, ki jih je mogoče razumeti le, če Venera kroži okoli Sonca. Prvi je tudi trdil, da je knjiga narave napisana v matematičnem jeziku. Medtem se je odnos družbe do znanosti polagoma spreminjal. Galilei se je zaradi svojega nespornega ugleda lahko izognil grmadi, za ceno preklica pravilnosti heliocentričnega sistema je končal le v hišnem zaporu. Leta 1992 je Cerkev Galileja rehabilitirala.

Sl. 11. Skica Jupitra in njegovih lun pri opazovanju skozi lovski daljnogled. Informacije o medsebojnih legah lun najdemo v knjižici Naše nebo, v slovenski astronomski reviji Spika ali na spletu.

Jupiter je mogoče opazovati že z lovskim daljnogledom. Planet v letu 2008 lahko opazujemo vso poletje, jeseni pa zahaja vedno prej in se končno izgubi v večerni zarji. Daljnogled bo poleg planeta razkril še tri ali štiri svetle točke, nanizane v vrsto. To so štiri Galilejske lune, ki krožijo okoli Jupitra. Njihove krožne tire gledamo od strani, ker pa krožijo vse v isti ravnini, se zdi, da so nanizane v vrsto. Jupitru najbližja luna Io opravi en obhod okoli planeta v dveh dneh, najbolj oddaljena Kalisto pa v dveh tednih. Torej se položaj satelitov glede na Jupiter menja iz noči v noč. Njihov ples je seveda znan. Če vzamemo v roke slovensko astronomsko revijo Spika, lahko hitro ugotovimo, kako so razporejeni na določeno noč. Lahko pa si postavimo višje cilje: z natančnim beleženjem položajev Galilejskih satelitov lahko preverimo Keplerjeve zakone. Ker pa se iz meseca v mesec spreminja tudi razdalja med Jupitrom in Zemljo, je tako mogoče brez posebnih pripomočkov izmeriti celo hitrost potovanja svetlobe.

Zgodovinsko sintezo heliocentričnega sistema je prineslo leta 1687 objavljeno delo Isaaca Newtona *De Philosophiae Naturalis Principia Mathematica*. Newton je s svojim gravitacijskim zakonom utemeljil empirične Keplerjeve zakone. Njegovo delo je močno vzpodbudilo razvoj matematike, zlasti diferencialnega in perturbacijskega računa. Izračuni mehanike gibanja teles v Osončju dajejo še danes rezultate, ki so, gledano relativno, ene najtočnejših znanstvenih napovedi. Razdalje do planetov, ki merijo več sto milijonov kilometrov, poznamo na metre natančno. Klasično fazo razvoja astronomije zaokroža delo Friedricha Bessla, ki je leta 1838 prvi izmeril razdaljo do kake zvezde za Soncem. V tem stoletju je bila večina pozornosti astronomov usmerjena v razumevanje zvezd in galaksij, torej objektov zunaj našega Osončja.

ORIENTACIJA PO NEBU

Živimo na vrteči se Zemlji, ki tudi potuje okoli Sonca, zato se videz neba stalno spreminja. Zvezde, Sonce, planeti so lahko različno visoko na nebu in vidni v različnih smereh. V tem poglavju bomo ugotovili, kam moramo pogledati ob določenem času in na določenem mestu na Zemlji, da bomo našli določen objekt. Morda le zato, ker bi radi vanj usmerili daljnogled, ali pa zato, ker je njegov položaj na nebu za nas splošno pomemben, kot je to s položajem Sonca, ki določa trenutno osvetlitev in segrevanje Zemljinega površja.

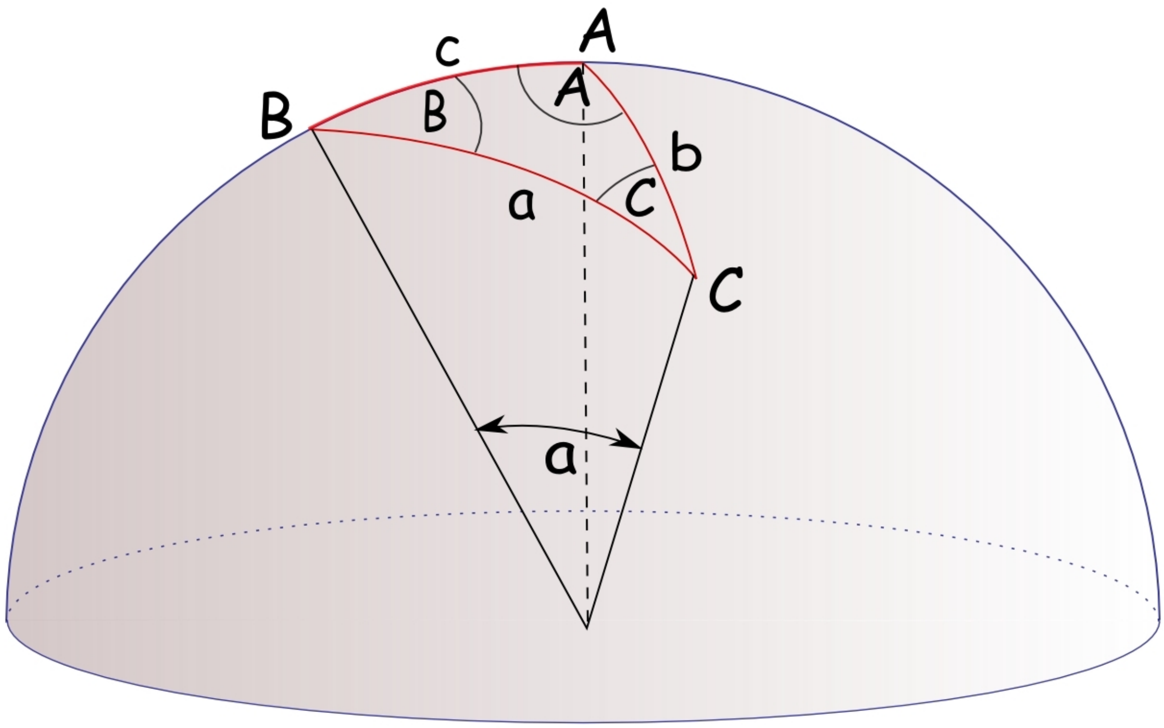
V prejšnjem poglavju smo spoznali, da so razdalje v vesolju velikanske. Celo najbližji naravni objekt na nebu, Luna, je šestdesetkrat dlje od velikosti Zemljinega polmera. Za druge planete, Sonce in druge zvezde je to razmerje še mnogo večje. Torej smer proti objektu ni prav nič odvisna od tega, s katere točke na Zemlji ga opazujemo, saj so premiki izhodišča manjši od Zemljine velikosti, ta pa je zanemarljiva v primerjavi z razdaljo do objekta na nebu. Pravzaprav nas za začetek niti ne zanima, kako daleč je objekt v resnici. Dovolj je, da ugotovimo, da je zelo daleč. Zanima nas le smer do objekta. Torej ne bo nič narobe, če si predstavimo, da so objekti na nebu nanizani na nekakšni ogromni krogli, mi pa jih opazujemo iz središča te krogle. Položaj opišemo le s smerjo do objekta in privzamemo, da je objekt pripet na površini te ogromne krogle.

Tej krogli pravimo nebesna krogla. Položaje objektov na nebu torej lahko opišemo le s smerjo proti njim in zaenkrat pozabimo, kako daleč so v resnici. Smer je smiselno opisati z dvema kotoma. Izberemo ju lahko na različne načine, vendar se zdi najbolj praktičen naslednji opis. Prvi kot naj pove, v katero smer se moramo obrniti pri zasuku okoli navpične osi. Drugi kot pa naj pove, za koliko moramo dvigniti pogled, da bomo uzrli iskani objekt. Prvi kot bomo definirali kot azimut, drugega pa kot višino nad obzorjem. Pri tem obzorje definiramo matematično kot ravnino, ki gre skozi nas in je pravokotna na navpično smer, določljivo na primer s svinčnico. Zanemarimo torej posebnosti reliefa, to je prisotnost hribov, stavb, itd., ki nam ovirajo pogled v določeni smeri. Te bomo vključili kasneje, saj bomo iz karte prebrali, da je z našega opazovališča na primer nebesni objekt, ki je 10 stopinj nad obzorjem, še vedno skrit za sosednjim hribom. Tak izbor ima svoje prednosti: enostavno ugotovimo, ali je določen objekt z določenega opazovališča ob določenem trenutku viden. Če govorimo o Soncu tudi takoj vemo, kako njegova svetloba osvetljuje pokrajino in kako intenzivno je segrevanje posameznih pobočij.

Pri gradnji matematične zgradbe, ki bo omogočila izračun smeri proti določenemu objektu, bomo govorili o kotnih razdaljah med posameznimi točkami na krogli. Pri tem je pomembno, da bomo kot med dvema točkama na krogli vedno merili iz središča krogle. Govorimo torej o središčnih kotih. Loki teh kotov bodo na površini krogle zarisali loke. Zopet je pomembno, da med dvema točkama na krogli lahko zarišemo različne loke. A tu govorimo le o tako imenovanih glavnih lokih. 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. Tri (nekolinearne) točke na krogli torej lahko povežemo s tremi glavnimi loki. Ti trije glavni loki tvorijo na površini krogle trikotnik. Pravimo mu krogelni (ali sferni) trikotnik.

Za ilustracijo vzemimo za kroglo kar našo Zemljo. Poldnevniki so loki, ki jih dobimo s presečiščem

Zemljine vrtilne osi (ki vključuje središče Zemlje) in Zemljinega površja. Torej so poldnevniki glavni loki. Podobno je glavni lok tudi Zemljin ekvator. Pri njem kroglo razpolovimo z ravnino skozi središče, ki je pravokotna na vrtilno os. Drugi vzporedniki (npr. tisti s 46 stopinjami severne geografske širine, ki gre skozi naše kraje) pa niso glavni krogi in zato njihov del ne more biti stranica krogelnega trikotnika.



Sl. 12. Sferni trikotnik. Njegova oglišča (A, B, C) so na površini krogle, stranice pa so glavni loki. Notranje kote ob ogliščih označujemo z imenom oglišča (velike črke), dolžino stranice (loka) pa z malo črko nasprotnega oglišča. Dolžina stranice je sorazmerna s kotom med ogljiščema, merjenim s središča krogle. Tako dolžine stranic izražamo kar s pripadajočimi središčnimi koti, torej v kotnih enotah (na primer v kotnih stopinjah).

Preden nadaljujemo, se moramo pomeniti o oznakah. Notranje kote v ogliščih trikotnika označujemo kar z imeni ogljišč (velike črke). Ker ne znamo meriti kotov na krogli, se dogovorimo, da kot v ogljišču izmerimo v pritisnjeni (tangencialni) ravnini. Dolžine stranic označujemo z malimi črkami, ki jih izberemo po imenu nasprotnih ogljišč. Dolžina stranice je tesno povezana s pripadajočim središčnim kotom. Če dolžino stranice označimo z ***a***, velikost pripadajočega središčnega kota pa z α in je R polmer krogle, velja

$$a = R\,\alpha$$

kjer dolžini ***a*** in R merimo v metrih, kot α pa v radianih. Sorazmernost med ***a*** in α je razumljiva, da je enačba pravilna, pa si predstavljajmo, da je α enak 360°, torej poln krog. Tedaj je ***a*** enak $2\pi R$, kar je pravilen izraz za obseg kroga. Kot α v radianih seveda dobimo tako, da njegovo vrednost v stopinjah pomnožimo s faktorjem ($\pi/180$). Zgornja enačba pove, da je dolžina stranice isto kot središčni kot, le pomnožiti ga je treba s polmerom krogle. Zaradi enostavnosti, bomo namesto dolžin stranic v metrih govorili kar o pripadajočih središčnih kotih. Stranica bo tako dolga npr. 45°, kar bo pomenilo, da je njena dolžina v resnici $45(\pi/180)R = (\pi/4)R$.

Za trikotnik v ravnini veljata kosinusni in sinusni izrek:

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

Prvi povezuje dolžine treh stranic in enega kota, drugi pa poveže razmerje med dolžinama dveh stranic z velikostjo nasprotnih kotov.

Na krogli seveda nimamo opravka z ravninskim, ampak s sfernim trikotnikom. Kosinusni in sinusni izrek za sferni trikotnik imata naslednjo obliko (izpeljana sta v dodatku A):

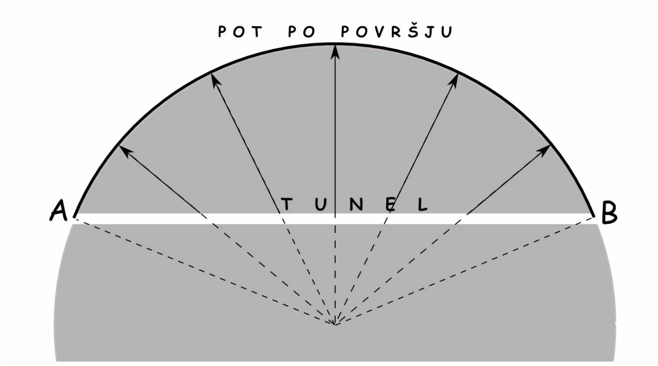
$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A$$
$$\frac{\sin a}{\sin b} = \frac{\sin A}{\sin B}$$

Kosinusni in sinusni izrek za krogelni trikotnik

Tudi v tem primeru prvi povezuje dolžine treh stranic in enega kota, drugi pa paroma dve stranici in dva kota. Kosinusnega in sinusnega izreka na krogli nismo izpeljali, torej se je koristno vsaj prepričati, da preideta v običajna ravninska izreka, če je trikotnik na krogli tako majhen, da je enak trikotniku v pritisnjeni ravnini. Majhnost trikotnika pomeni, da so središčni koti, oziroma dolžine stranic *a, b, c* majhni. Za majhen kot pa je sin x približno enak x, medtem kot je cos x za majhen kot enak $1 - x^2/2$. V enačbah za krogelni trikotnik je torej leva stran sinusnega izreka enaka *a/b,* torej smo res dobili ravninski sinusni izrek. Pri preverjanju kosinusnega izreka je nekaj več dela. Ko vstavimo zgornji približek za funkcije sinus in kosinus, zmnožimo posamezne člene in zanemarimo zelo majhen člen s črtrto potenco ($b^2c^2/4$), dobimo po preureditvi enačbe res ravninski kosinusni izrek.

Ker je Zemlja okrogla, jo lahko uporabimo za ilustracijo. Vprašajmo se, kako bi potovali po najkrajši poti iz Ljubljane na obisk k „prijatelju“ v Seattle, na primer k Billu Gatesu. Vzemimo, da ležita oba kraja 46 stopinj severno od ekvatorja. Ljubljana je približno 15 stopinj vzhodno, Seattle pa 120 stopinj zahodno od Greenwiškega meridiana. Najkrajša pot bi bila seveda kopanje predora, s čimer imamo Slovenci drag(ocen)e izkušnje. Tej avanturi se zaradi cene, predvsem pa vročice v predorski cevi, ki bi jo oblivala magma, rajši odpovemo. Če potujemo z letalom, se sam po sebi ponuja preprost plan poleta. Nad Ljubljano se najprej vzpnemo na primerno višino, nato pa usmerimo letalo proti zahodu. Vključimo avtomatskega pilota, ki bo letalo držal v zahodni smeri in si privoščimo počitek. Ker leži Seattle v zahodni smeri, se bomo čez čas znašli nad mestom, preostane le še pristanek na tamkajšnjem letališču. Ves čas smo leteli naravnost proti zahodu, zato se zdi naloga opravljena. Tako bi bili verjetno precej začudeni, da bi letalska družba pilota, ki bi opravil tak polet, odpustila. Kot razlog bi navedla velike količine po nepotrebnem porabljenega goriva, saj pilot ni ubral najkrajše poti. To se zdi nenavadno, saj smo vendar leteli „naravnost“. A naravnost proti zahodu, to je venomer pravokotno na smer proti severu, še ne pomeni, da je ta pot najkrajša.

Kot smo že omenili, bi bila najkrajša pot po ravnem tunelu. Tako je logično, da je najkrajša pot po površju Zemlje tista, ki se tunelu najbolj približa. Točki v tunelu najbližja točka na površju je tista v smeri navpično navzgor, torej v radialni smeri proč od Zemljinega središča, ki jo določimo s svinčnico. V tunelu skopljemo navpične jaške do površja in s povezavo teh točk na površju dobimo traso najkrajše poti za naš polet. Ta pot je glavni lok, saj ravnina napičnih jaškov vključuje tudi središče Zemlje.



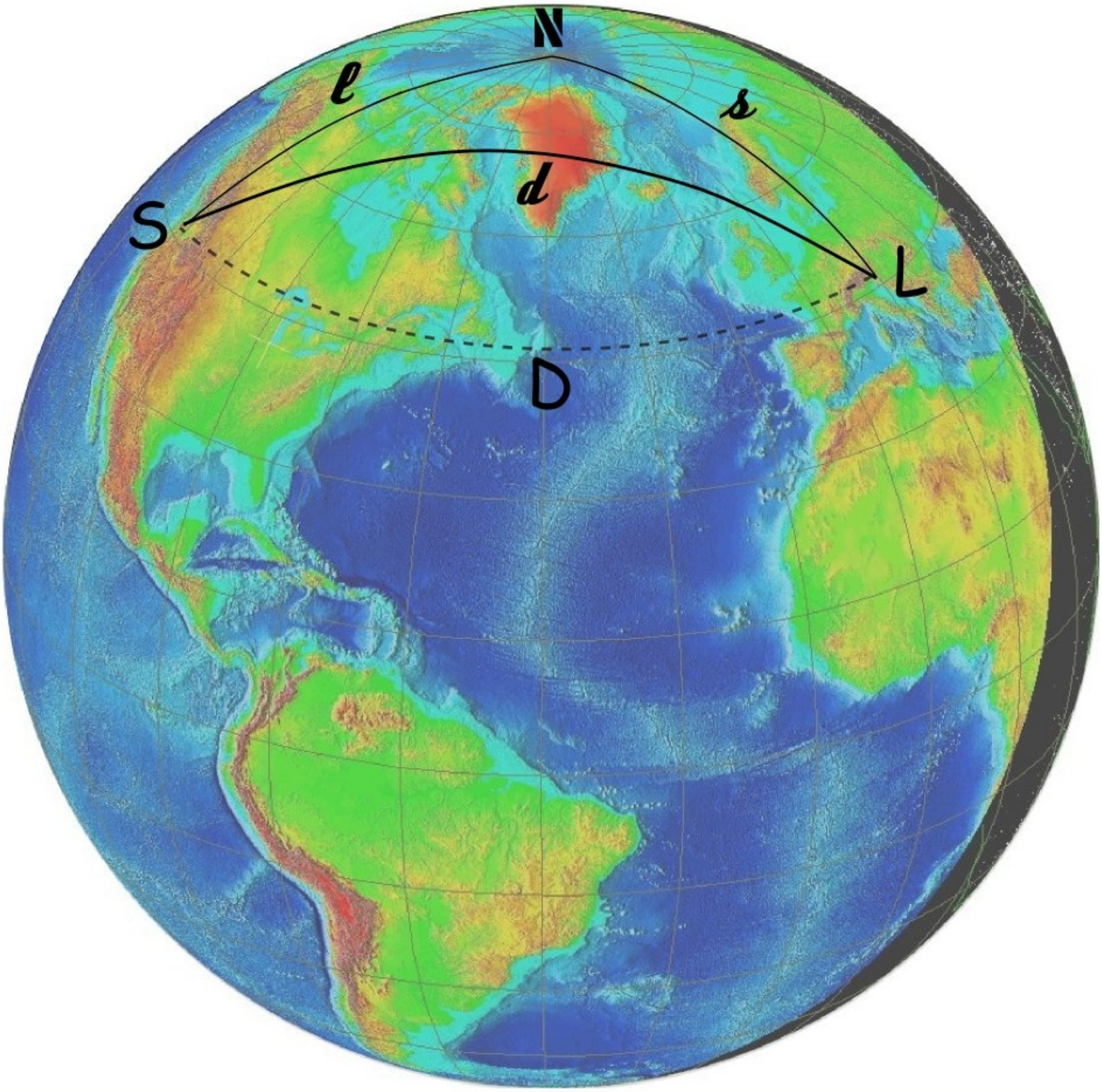
Sl. 13. Najkrajša pot med dvema krajema A in B na Zemlji bi bila po tunelu. Najkrajšo pot po površju dobimo s projekcijo tunela do površja. Ta pot je glavni lok, saj je presečišče krogle z ravnino, ki vključuje tudi središče Zemlje.

Kot prikazuje spodnja slika, je pot po glavnem loku precej krajša kot po vzporedniku. Glavni lok nas odnese daleč na sever. Letalo leti severno od Islandije ter preko Grenlandije in severnih predelov Hudsonovega zaliva. Ta severna pot je krajša od vzporednika, ker je Zemlja na severu „bolj suha“. O najkrajši poti se lahko prepričamo tudi z globusom in napeto vrvico.

Povedano velja utemeljiti še z računom. Če napišemo kosinusni izrek za razdaljo *d* po glavnem loku, dobimo:

$$\cos d = \cos s \cos l + \sin s \sin l \ \cos(\Delta\lambda)$$

Tu sta $s = l = 44^o$ *in* $\Delta\lambda$ razlika med geografskima dolžinama Ljubljane in Seattla, ki znaša $15^o + 120^o = 135^o$. Rešitev enačbe pove, da je razdalja med Ljubljano in Seattlom enaka $d = 80^o$, oziroma 80 (π/180) 6400 km = 8920 km. Če bi leteli po vzporedniku, bi preleteli 135^o dolg lok kroga s polmerom vzporednika na geografski širini 46^o. Ta polmer je enak $r =$ (6400 km) $\cos(46^o)$ = 4450 km, torej je dolžina poti po vzporedniku D = 135 (π/180) 4450 km = 10480 km. Pot po vzporedniku je torej več kot 1500 km daljša. Tako se pilotu splača leteti po glavnem krogu, čeprav se mu med poletom stalno spreminja azimut leta. Seveda pa še vedno leti „naravnost“ in to po najkrajši poti. Z uporabo kosinusnega in sinusnega izreka bi lahko izračunali tudi, kje je najsevernejša točka njegove poti, v katero smer mora odleteti iz Ljubljane itd. Lahko bi se tudi prepričali, da vsota notranjih kotov krogelnega trikotnika ni enaka 180^o, ampak je večja.

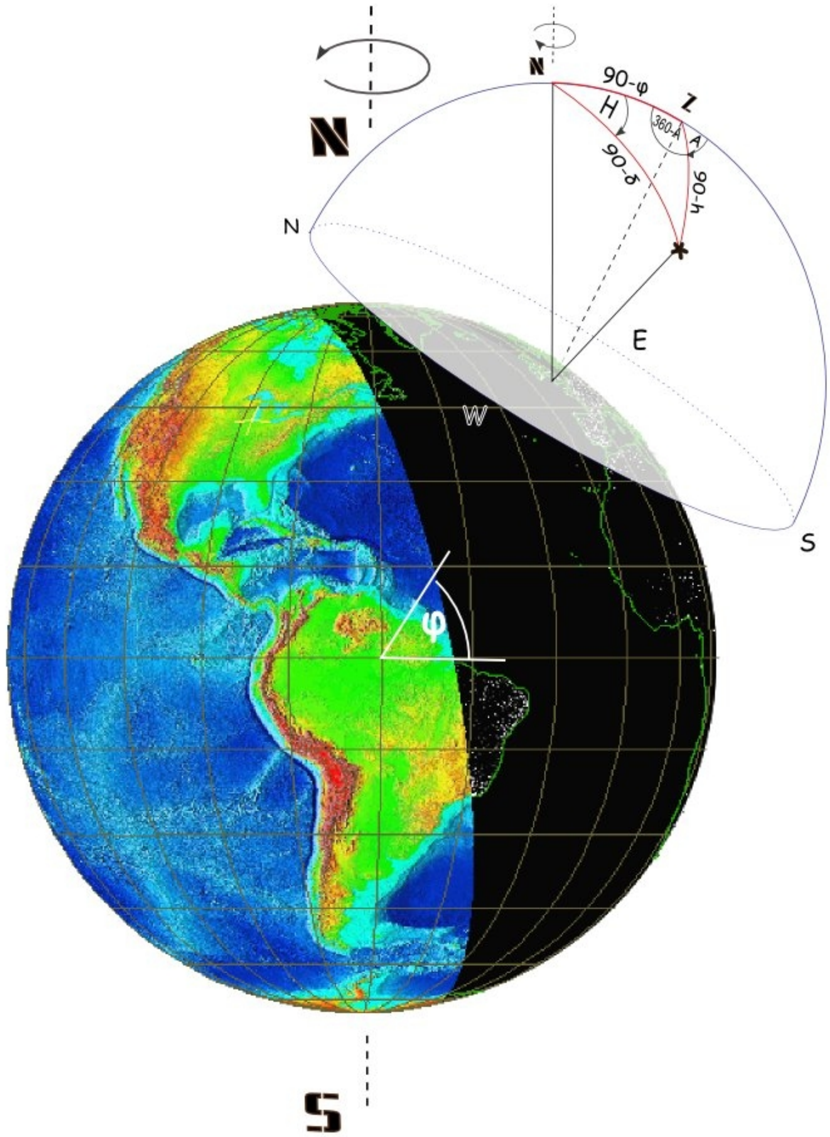


Sl. 14. Najkrajša pot med Ljubljano in Seattlom poteka precej severno (d) in je krajša od črtkane poti (D) po vzporedniku. Oznaki l in s označujeta kotno razdaljo Seattla oz. Ljubljane od severnega tečaja, v obeh primerih je ta enaka 44°. Mimogrede: ob katerem letnem času in približno ob kateri uri dneva (v Ljubljani) imamo rob osvetljenega dela Zemlje, kot je prikazan?

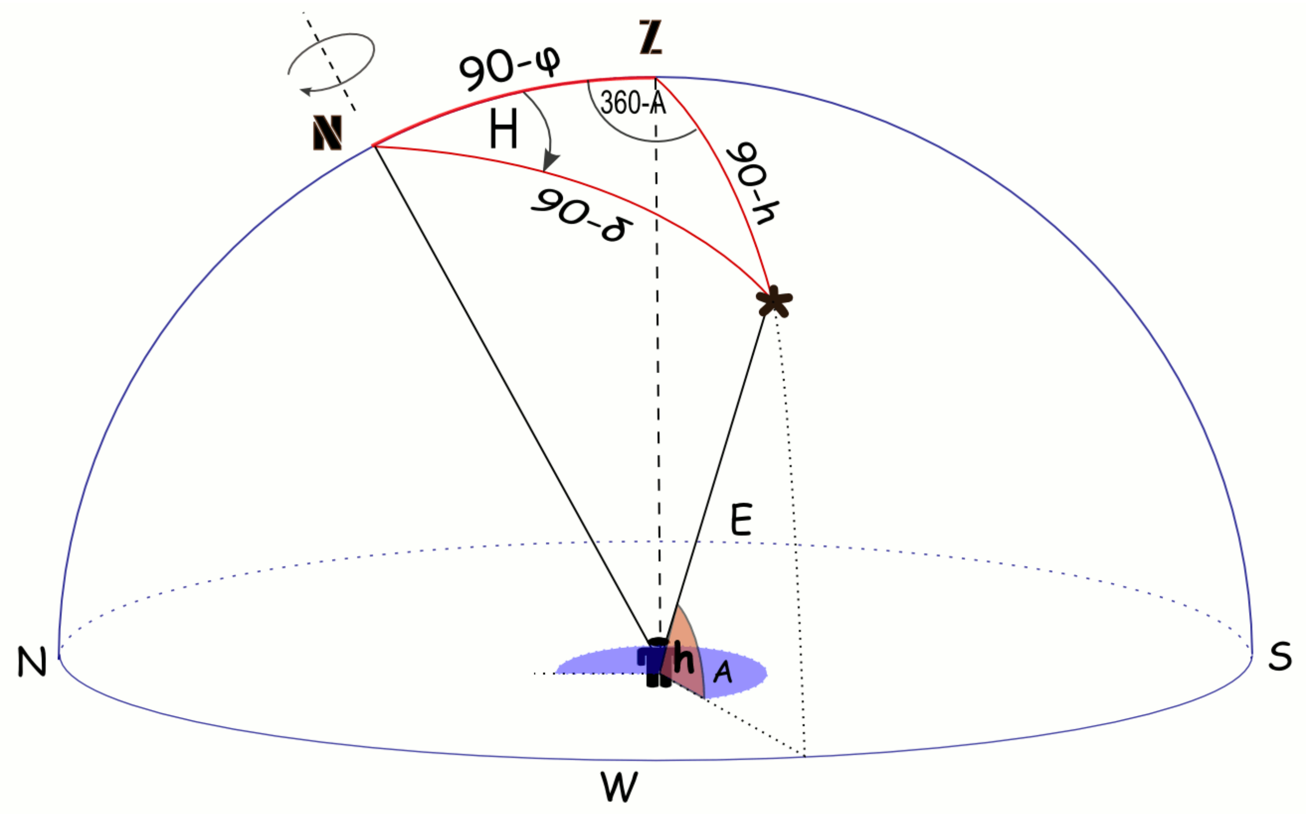
Nebesni krogelni trikotnik

Po kratkem izletu v geometrijo krogelnih trikotnikov in potovanj po Zemlji se vrnimo k nebu. Kot smo omenili, nas zanima smer proti objektu na veliki nebesni krogli, kot ga vidimo iz središča te krogle. Pomagali si bomo z izreki za krogelni trikotnik iz prejšnjega poglavja. Tako moramo najprej izbrati ogljišča tega trikotnika. S prvim ogljiščem ni težav, saj je to položaj objekta, ki nas zanima. Izbrati moramo še dve kar najbolj značilni točki na nebesni krogli. Prva je v smeri navpično navzgor, ki ji pravimo tudi zenit ali nadglavišče. To smer določimo s svinčnico. Zenit je zanimiv, ker ga uporabimo za definiranje ravnine obzorja, to je ravnine, ki gre skozi nas in je pravokotna na smer proti zenitu. Razdalja objekta od zenita bo imela očitno nekaj opraviti z višino objekta nad obzorjem, torej s tem, kako visoko nad obzorje moramo obrniti svoj pogled. Objekt ne bo vedno na isti točki nebesne krogle, ker se Zemlja suka okrog osi, ki seka nebesno kroglo v drugi zanimivi točki, to je v (v naših krajih vidnem) severnem nebesnem polu. Tako smo dobili nebesni krogelni trikotnik z ogljišči v položaju objekta, zenitu in severnem nebesnem polu.

*Sl. 15. Nebesni krogelni trikotnik z Zemljo in nebesno kroglo. Narisali smo le tisto polovico nebesne krogle, ki jo opazovalec vidi nad obzorjem. Poleg položaja objekta na nebu je označena smer zenita (**Z**, za opazovalca navpično navzgor) in smer proti severnem nebesnem polu (**N**). Pri slednjem smo narisali vzporednico Zemljini vrtilni osi, saj je naša nebesna krogla narisana premajhno. Zemlja se v resnici vrti od zahoda proti vzhodu, zato se opazovalcu zdi, da se nebo navidezno vrti od vzhoda proti zahodu. Zato sta puščici, ki označujeta vrtenje Zemlje (nad njenim severnim poljem) in navidezno vrtenje neba (ob nebesni krogli), narisani v nasprotnih smereh.*



Na Zemlji se nahajamo v zmernih severnih geografskih širinah, torej nekako na pol poti med ekvatorjem in severnim geografskim polom. Tako je ravnina obzorja na zgornji sliki narisana nagnjeno. To se ne zdi najbolj praktično, zato bomo glavne dele zgornje slike prerisali in obzorje postavili vodoravno.



Sl. 16. Nebesni krogelni trikotnik s položajem objekta, zenitom in severnim polom v ogljiščih. Označene so tudi dolžine stranic in dva notranja kota trikotnika.

Stranice trikotnika so najkrajše razdalje med ogljišči, torej je to res krogelni trikotnik. Dolžine stranic so enake:

- Razdalja (*,Z) je razdalja zvezde od zenita, torej smeri navpično navzgor. Stranico bi lahko podaljšali preko objekta do obzorja. Ker je razdalja katerekoli točke na obzorju od zenita enaka 90 stopinj, je dolžina stranice trikotnika enaka 90^o - h. Tu smo s h označili višino nad obzorjem, torej razdaljo objekta od obzorja. Če je objekt nad obzorjem, je h večji od nič, za objekte pod obzorjem pa ima negativne vrednosti.

- Kot (N,Z) med severnim polom in zenitom je odvisen od lege opazovalca na Zemlji. Njegovo geografsko širino označimo s φ, pri čemer imajo opazovalci severno od ekvatorja pozitivno, tisti južno od ekvatorja pa negativno geografsko širino. Tak dogovor poenostavi matematične izraze, je pa morda nekoliko politično nekorekten in zato odstopa od običajne geografske definicije. S prejšnje skice preberemo, da je geografska širina opazovalca kar enaka razdalji severnega nebesnega pola od obzorja, saj gre za kota s pravokotnimi kraki. Ker je zopet zenit 90 stopinj od obzorja, je razdalja (N,Z) enaka 90^o - φ.

- Razdalja (*,N) meri, kako daleč je objekt od severnega nebesnega pola. Ta razdalja se z vrtenjem Zemlje okrog vrtilne osi, oziroma navideznim vrtenjem neba okoli severnega pola, ne spreminja. Položaj objekta na nebu bomo definirali s koordinato, ki ji pravimo deklinacija δ. Podobno kot meri geografska širina kotno razdaljo opazovalca od Zemljinega ekvatorja, meri deklinacija kotno razdaljo objekta na nebu od nebesnega ekvatorja. Ta je podaljšek Zemljinega ekvatorja, torej presečišče skozi opazovalca potegnjene ravnine pravokotne na vrtilno os in nebesne krogle. Severni nebesni pol je 90 stopinj od točk na ekvatorju, torej je razdalja (*,N) enaka 90^o – δ. Kot pri geografski širini tudi deklinacijo štejemo pozitivno od ekvatorja proti severu, objekti južno od ekvatorja pa imajo negativne deklinacije.

Označili smo vse tri stranice trikotnika, preostane še označevanje kotov:

- Prvi je časovni kot *H* ob ogljišču **N**. Meri nam enakomerno (navidezno) sukanje neba okoli severnega pola. O njegovem izračunavanju bomo več povedali v nadaljevanju. Sedaj le povejmo, da se Zemlja vrti enakomerno, torej bo tudi časovni kot danega objekta enakomerno rastel s časom.

- Drugi kot je narisan ob zenitu. Pove nam, za koliko se moramo zasukati okoli osi, ki kaže navpično navzgor, da bomo gledali proti našemu objektu. Tak zasuk označimo kot azimut, *A*. V geografiji nam azimut 0^o označuje smer proti severu, 90^o proti vzhodu, 180^o proti jugu in 270^o proti zahodu. Torej je notranji kot nebesnega trikotnika enak 360^o – *A*.

Sedaj lahko uporabimo sinusni in kosinusni izrek s strani 20. Kosinusni izrek za stranico $90^o - h$ nam da:

$$\cos(90^{\circ} - h) = \cos(90^{\circ} - \varphi)\cos(90^{\circ} - \delta) + \sin(90^{\circ} - \varphi)\sin(90^{\circ} - \delta)\cos \boldsymbol{H}$$

Ko upoštevamo, da je $\cos(90^o – x) = \sin(x)$ in $\sin(90^o – x) = \cos(x)$, dobimo

Višinska enačba

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

To je višinska enačba, ena najpomembnejših zvez orientacije po nebu. Kosinusni izrek lahko uporabimo še enkrat, tokrat za stranico 90^o – δ, kar nam bo dalo zvezo, ki bo vključevala azimut:

$$\cos(90^{\circ} - \delta) = \cos(90^{\circ} - \varphi)\cos(90^{\circ} - h) + \sin(90^{\circ} - \varphi)\sin(90^{\circ} - h)\cos(360^{\circ} - A)$$

Zopet zvezo poenostavimo in upoštevamo, da je $\cos(360^o – x) = \cos(x)$:

$$\sin\delta = \sin\varphi\sin h + \cos\varphi\cos h\cos A$$

oziroma, če izrazimo azimut:

Azimutna enačba

$$\cos A = \frac{\sin\delta - \sin\varphi\sin h}{\cos\varphi\cos h}$$

To je osnovna enačba za izračun azimuta.

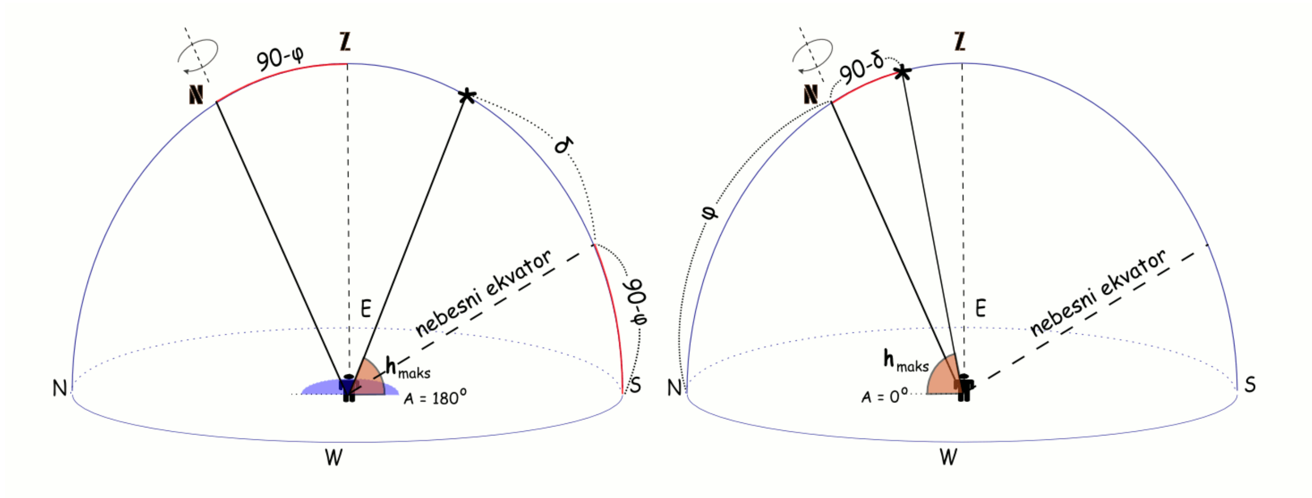
Običajno vemo, kje opazujemo (poznana je geografska širina) ter kaj opazujemo (poznamo deklinacijo objekta). V nadaljevanju se bomo naučili izračunati še časovni kot. Tako iz višinske enačbe ni težko izračunati višine objekta nad obzorjem. Višina bo vedno nekje med -90° (smer navpično navzdol) in $+90^{\circ}$ (smer navpično navzgor). Vrednost višine uporabimo v zgornji enačbi za cos *A*. Rešitvi za azimut *A* sta sicer dve, ena pozitivna in druga negativna. Slika 16 na str. 26 nam pove, da je za časovne kote $0^{\circ} < H < 90^{\circ}$ (zahodna stran neba) pravilno izbrati rešitve azimuta *A* med 180° in 360° (torej zopet na zahodni strani neba). Podobno je za časovne kote $-90^{\circ} < H < 0^{\circ}$ (vzhodna stran neba) pravilno izbrati rešitve azimuta *A* med 0° in 180° (torej zopet na vzhodni strani neba).

Največja višina nad obzorjem

Objekte nizko nad obzorjem je pogosto težko videti, saj nam pogled zastirajo drevesa, relief ali bližnje stavbe. Poleg tega gredo žarki do nas zelo poševno in se zato znatno absorbirajo med potjo skozi ozračje.Tako nas posebej zanima, kdaj je določen objekt najvišje nad obzorjem, ko so opisane težave najmanjše.

Višinska enačba nam (ob poznani geografski širini φ, deklinaciji objekta δ in časovnem kotu *H*) omogoča izračun sin *h*. Višina nad obzorjem je vedno med -90 in +90 stopinjami, vrednost funkcije sinus pa na tem intervalu z naraščajočo višino vseskozi raste. Zato bo objekt na nebu najvišje, ko bo vrednost funkcije sin *h* največja. Torej iščemo največjo možno vrednost desne strani višinske enačbe. Prvi člen ima na danem opazovališču (to je pri dani geografski širini) in za dani objekt (z dano deklinacijo) stalno vrednost. Pri drugem členu se vrednost časovnega kota *H* spreminja. Ker je produkt $\cos\varphi\cos\delta$ vedno pozitiven (tako φ kot δ sta vedno nekje med -90 in +90 stopinjami), bo višina nad obzorjem največja, kot je največji tudi kosinus časovnega kota *H*. To se zgodi ob časovnem kotu $H=0$. Objekt je torej najvišje, ko je njegov časovni kot enak nič.

Najvišjo vrednost višine nad obzorjem bi lahko iz višinske enačbe speljali na formalni način, tako da bi za vrednost cos *H* vstavili vrednost ena in oba člena izrazili z razliko kotov. Vendar si je dobro stvari tudi predstavljati, zato si bomo pomagali s skico.



Sl. 17. Objekt (npr. Sonce ali zvezda) je na nebu najvišje, ko je njegov časovni kot enak nič. Tedaj se nahaja bodisi v južni (leva skica) ali severni smeri (desna skica). Največjo višino nad obzorjem dobimo s preprostim seštevanjem dveh kotov.

Kadar je objekt najvišje v južni smeri, je njegova največja višina enaka $h_{maks} = 90^\circ - \varphi + \delta$. Rezultat smo dobili s preprostim seštevanjem označenih kotov na zgornji levi skici. Podobno z desne skice preberemo, da je za objekte blizu severnega pola, ki dosežejo največjo višino v severni smeri, ta enaka $h_{maks} = 90^\circ - \delta + \varphi$. Pravila, kdaj moramo uporabiti eno in kdaj drugo enačbo, si ni treba zapomniti. Če bo rezultat po eni enačbi prišel večji od 90° ali manjši od -90°, pač uporabimo drugo enačbo. Skico smo risali za nam domače kraje severno od ekvatorja. Do enakih izrazov za največjo višino pa bi prišli tudi za opazovališča južno od ekvatorja, le skica bi bila v tem primeru mnogo bolj zapletena.

Za ilustracijo ugotovimo, kako visoko pride Sonce v naših krajih. Naša geografska širina $\varphi = 46^\circ$, deklinacija Sonca δ pa se spreminja med skrajnima vrednostma +23,5° (začetek poletja) in -23,5° (začetek zime). Tako bo ob začetku poletja Sonce doseglo višino 67,5°, medtem ko bo ob začetku zime seglo kvečejmu 20,5° nad obzorje.

Čas nad obzorjem

Spoznali smo, da je objekt najvišje ob časovnem kotu H=0. Smiselno se je vprašati, ob katerem časovnem kotu objekt vzide oziroma zaide za obzorje. Tako bomo dobili občutek, koliko časa je objekt viden, seveda ob predpostavki, da nam pogleda ne ovira relief, stavbe in podobne ovire. Pri časovnem kotu H_V (ki ima negativno vrednost) bo objekt vzšel, nato bo pri časovnem kotu H=0 najvišje na nebu in končno bo pri časovnem kotu H_Z zašel.

Pomagamo si z višinsko enačbo, v katero za višino nad obzorjem vstavimo vrednost nič. Tako je leva in s tem desna stran enačbe enaka nič. Izračunamo:

$$0 = \sin\varphi \sin\delta + \cos\varphi \cos\delta \cos H_{V,Z}$$

in izrazimo časovni kot objekta na obzorju:

Časovni kot na obzorju

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

Vrednost desne strani te enačbe navadno poznamo, saj poznamo geografsko širino opazovalca ter deklinacijo opazovanega objekta. Enačba nam zato določa vrednost kosinusa časovnega kota ob vzhodu, oziroma zahodu objekta. Časovni kot sam dobimo s funkcijo arc cos, pri čemer nam kalkulator poda le eno od obeh rešitev, to je tisto s pozitivno vrednostjo (rešitev za časovni kot ob zahodu, H_Z). Rešitev za časovni kot ob vzhodu (H_V) je po absolutni vrednosti enaka, ima pa negativni predznak. Če torej objekt zaide ob časovnem kotu 90°, vzide pri časovnem kotu -90°. Podobno časovnem kotu ob zahodu, ki je enak 60°, ustreza časovni kot ob vzhodu -60°. V obeh primerih je časovni kot, ko je objekt najvišje, enak 0.

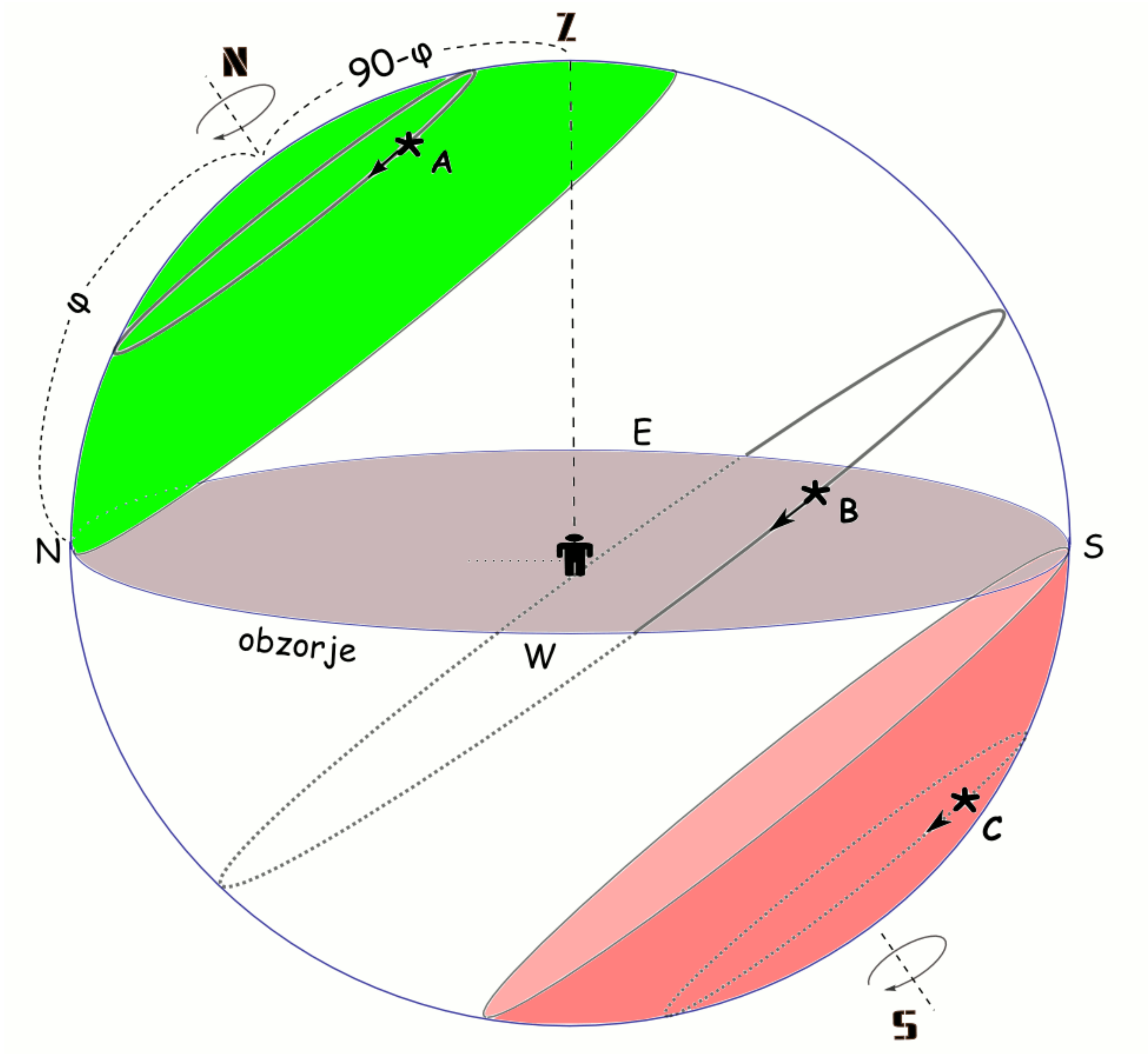
Zemlja se zavrti okoli lastne osi v približno 24 urah. Tako se spreminja tudi časovni kot. Obratu za 360 stopinj v 24 urah ustreza zasuk 15 stopinj na uro. Tako je prišlo v navado, da časovni kot namesto v stopinjah pogosto merimo kar v urah. Pri tem seveda uri ustreza kot 15 stopinj. Pri takem izražanju bomo rekli, da se nebo vsako uro navidezno zavrti za eno uro. To se sliši preprosteje, kot če bi govorili o 15 stopinjah. Namesto, da bi rekli, da objekt zaide pri časovnem kotu 90° in vzide pri kotu -90°, pravimo, da zaide pri kotu 6^h in vzide pri kotu -6^h. Tako ni težko izračunati, da je ta objekt nad obzorjem 12 ur, in da vzide 6 ur pred trenutkom, ko je najvišje na nebu, in zaide 6 ur po tem.

Desna stran enačbe za $H_{V,Z}$ je enaka nič, kadar je bodisi geografska širina opazovališča φ ali pa deklinacija objekta δ enaka nič. To pomeni, da je bodisi opazovalec na zemeljskem ekvatorju (φ=0), ali pa je objekt na nebesnem ekvatorju (δ = 0). V tem primeru rešujemo enačbo cos $H_{V,Z}$ = 0, ki ima rešitvi $H_V = -90^\circ = -6^h$ in $H_Z = 90^\circ = 6^h$. To pomeni, da je za opazovalca na zemeljskem ekvatorju vsak objekt na nebu nad obzorjem 12 ur. To velja tudi za Sonce, zato je dan na ekvatorju ne glede na datum v letu dolg 12 ur. Kjerkoli na Zemlji, torej tudi v naših krajih, pa je vsak objekt na nebesnem ekvatorju (δ=0) nad obzorjem 12 ur. Ker ima Sonce ob enakonočjih deklinacijo enako nič, bo tedaj dan kjerkoli na Zemlji dolg 12 ur. Od tod tudi pride ime, saj je na enakonočje dolžina dneva enaka dolžini noči.

Ker je Zemljina os nagnjena glede na ravnino njenega tira okoli Sonca, se deklinacija Sonca med letom spreminja. Deklinacijo Sonca (δ) si najlažje predstavljamo tako, da spremljamo kot med vrtilno osjo Zemlje v smeri severnega nebesnega pola in smerjo proti Soncu, ki leži v ravnini Zemljinega tira okoli Sonca. Ta kot je enak 90° – δ. Deklinacija Sonca ni vedno enaka nič, ampak se spreminja z datumom. O tem bomo govorili kasneje, za sedaj omenimo le, da je v času pomladanskega in v času jesenskega enakonočja med smerjo proti severnemu nebesnemu polu in smerjo proti Soncu pravi kot, torej je tedaj deklinacija Sonca enaka nič. Enakonočji nastopita blizu 21. marca in blizu 21. septembra, odvisno od koledarja, trenutka enakonočij pa, kot rečeno, določimo po ničli deklinacije Sonca. V času od pomladanskega do jesenskega enakonočja je deklinacija Sonca večja od nič, medtem ko ima preostanek leta negativno vrednost. Dolžini dneva in noči je zanimivo slediti tudi, kadar ni ravno enakonočje. V naših krajih je geografska širina φ = +46°, torej je njen tangens v enačbi za $H_{V,Z}$ približno enak ena. Ker je pomladi in poleti deklinacija Sonca pozitivna ($\delta > 0$), bo njen tangens pozitiven, in bo tako desna stran enačbe za $H_{V,Z}$ manjša od nič. Ker je torej cos $H_{V,Z}$ manjši od nič, bo vrednost H_V manjša od -6^h in vrednost H_Z večja od 6^h. Sonce bo torej od vzhoda do zahoda nad obzorjem več kot 12 ur. Nasprotno je jeseni in pozimi deklinacija Sonca negativna ($\delta < 0$), taka je zato tudi vrednost tangensa deklinacije. Ker je tangens geografske širine še vedno blizu enici, je cos $H_{V,Z}$ večji od nič. Torej je vrednost H_V večja od -6^h in vrednost H_Z manjša od 6^h. Sonce bo torej od vzhoda do zahoda nad obzorjem manj kot 12 ur.

V naših krajih Sonce vsak dan vzide in zaide, torej ima enačba za $H_{V,Z}$ zgoraj opisani rešitvi. Če pa gremo v kraje, ki so dlje od ekvatorja, se lahko zgodi, da je zmnožek tangensov na desni strani enačbe večji od ena ali manjši od -1. Tedaj enačbe ni mogoče rešiti, saj je vrednost funkcije kosinus vedno med -1 in $+1$. To se lahko zgodi na dovolj velikih geografskih širinah (dovolj velik φ), ali pa tudi v naših krajih za objekte, ki so dovolj daleč od nebesnega ekvatorja (dovolj velika δ). Taki objekti torej niso nikoli na obzorju, saj so vedno nad njim ali pod njim. Pri mejnem primeru cos $H_{V,Z} = 1$ vidimo, da imamo rešitev $H_V = 0$ in $H_Z = 0$. Objekt se torej komaj dotakne obzorja pri časovnem kotu nič (pri nas na južni strani neba), ves preostali čas pa je pod obzorjem. Za cos $H_{V,Z} > 1$ bi bil objekt stalno pod obzorjem, pravimo da je podobzornica. Primer v naših krajih so ozvezdja in objekti blizu južnega nebesnega pola, ki imajo močno negativno deklinacijo, taka sta na primer Magellanova oblaka. Podobno bi bil za cos $H_{V,Z} < -1$ objekt stalno nad obzorjem, pravimo da je nadobzornica. Primer v naših krajih so ozvezdja in vzorci blizu severnega nebesnega pola, denimo Severnica ter Mali in Veliki voz.

V poglavju o največji višini nad obzorjem smo ugotovili, da je ta v naših krajih za objekte na južni strani neba enaka $h_{maks} = 90^o - \varphi + \delta$. Če je ta največja višina ravno enaka nič, se objekt komajda dotakne obzorja. Če je njegova deklinacija bolj negativna, bo objekt vedno pod obzorjem, torej podobzornica. Za naše kraje ($\varphi = 46^o$) ugotovimo, da bo objekt podobzornica, če bo njegova deklinacija $\delta < -44^o$. Podobno iz desne skice na sliki 17 razberemo, da je v naših krajih minimalna višina objekta nad obzorjem enaka $\varphi - (90^o - \delta) = \varphi + \delta - 90^o$. Če je ta enaka nič, se objekt na severni strani ravno še dotakne obzorja. Če pa je njegova deklinacija $\delta < -44^o$, je objekt nadobzornica.

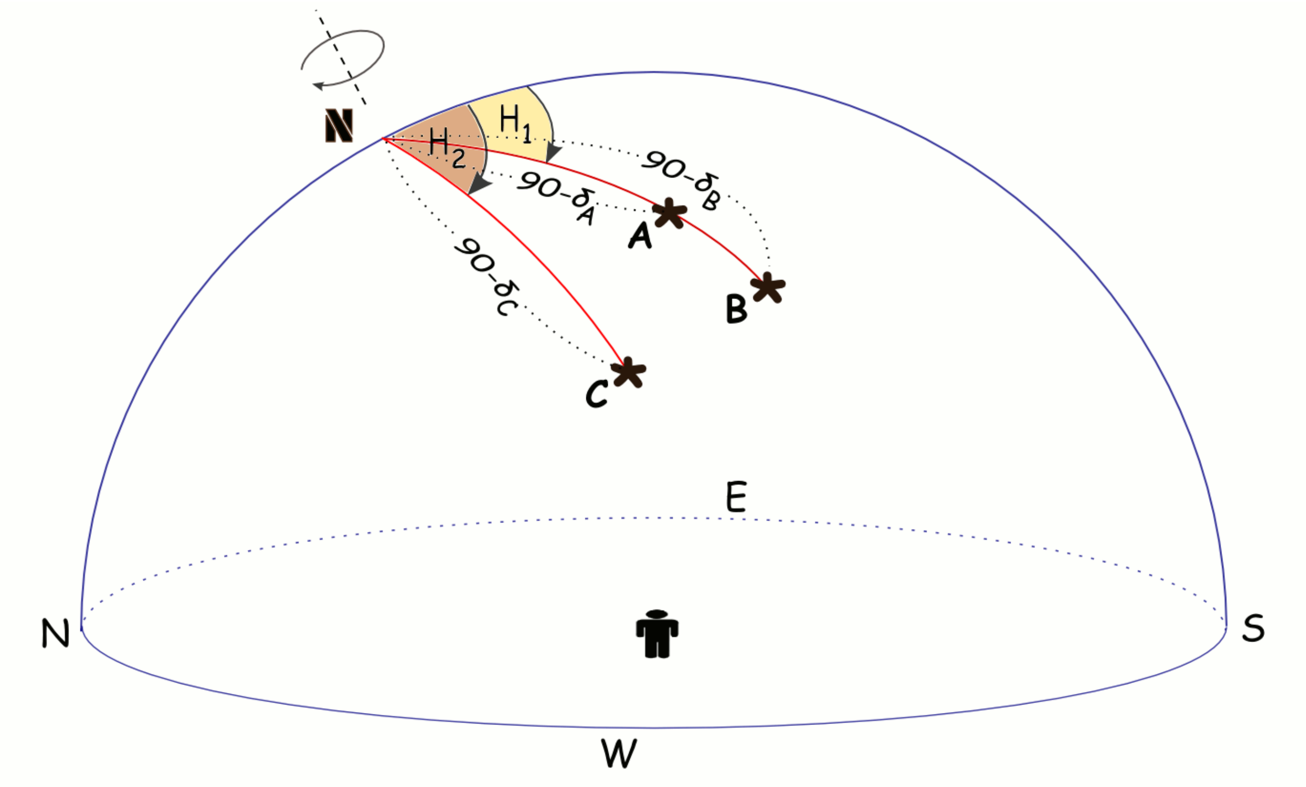


Sl. 18. Obzorje razdeli objekte na nebesni krogli na tri kategorije: nadobzornice (zeleno), ki so vedno nad obzorjem (primer je zvezda A), podobzornice (rdeče), ki so vedno pod obzorjem (primer je zvezda C) in tiste, ki vzhajajo in zahajajo (primer je zvezda B).

Rektascenzija in določanje časovnega kota

Doslej smo se naučili izračunati višino in azimut poljubnega objekta na nebu, pri tem pa smo uporabili njegovo deklinacijo ter geografsko širino našega opazovališča. Obravnavali smo tudi posebne primere, kot je trenutek, ko je objekt navišje na nebu ter trenutek, ko na obzorju vzhaja oziroma zahaja. Pri računih smo si pomagali še z eno količino, vrednostjo časovnega kota *H*. Zanjo smo povedali, da enakomerno narašča s časom, vendar njene vrednosti v poljubnem trenutku na določenem opazovališču še ne znamo določiti. To je namen tega poglavja.

Vrednost časovnega kota je odvisna od dveh količin. Prva je gotovo povezana s časom, saj se mora vrednost časovnega kot s časom enakomerno večati. Čas bo tudi količina, ki bo imela ob danem trenutku na danem opazovališču določeno vrednost, neodvisno od položaja objekta na nebu, ki ga opazujemo. Poleg časa je vrednost časovnega kota odvisna tudi od položaja objekta, ki ga opazujemo. Če je ta bolj na zahodu, je vrednost časovnega kota večja, če pa je bolj na vzhodu, je manjša (glej sliko 19). Pomemben je torej vzhodno-zahodni položaj objekta na nebu. Severno-južni položaj, ki ga merimo z objektovo deklinacijo, na vrednost časovnega kota ne vpliva.



Sl. 19. Zvezdi A in B imata različni deklinaciji (δ), vendar je časovni kot obeh enak H_1. Zvezda C ima sicer enako deklinacijo kot zvezda B, vendar je njen časovni kot H_2 večji, saj leži zvezda C zahodneje od zvezde B. Pri vrednosti časovnega kota torej odloča vzhodno-zahodni položaj zvezde (glede na nebesni pol) na nebesnem svodu, medtem ko severno-južni premik na vrednost časovnega kota ne vpliva.

Vzhodno-zahodno koordinato na nebu je smiselno definirati na podoben način, kot je določena vzhodno-zahodna koordinata na Zemlji, to je geografska dolžina. Tudi v tem primeru bomo merili položaj vzdolž ekvatorja, le da je pri geografski dolžini to Zemljin, pri nebesni koordinati pa nebesni ekvator. Vzhodno-zahodno koordinato položaja objekta na nebesni krogli imenujemo rektascenzija. Označujemo jo z grško črko α, če pa grških črk ne želimo uporabiti, je običajna oznaka R.A., po angleškem imenu Right Ascension. Kot geografska dolžina tudi rektascenzija meri, na katerem meridianu je objekt, torej kot med ravnino izhodiščnega in danega meridiana. Zmeniti se moramo še, kateri je izhodiščni meridian in v katero smer raste vrednost rektascenzije. Po dogovoru raste rektascenzija proti vzhodu. Torej imajo zvezde, ki so na vzhodni strani neba večjo rektascenzijo od tistih, ki jih hkrati vidimo na zahodu.

Domeniti se moramo še o izhodiščnem meridianu, na katerem je rektascenzija enaka nič. Primerjava z geografsko dolžino na Zemlji tu ne pomaga. Kot ničlo geografske dolžine so namreč precej arbitrarno izbrali greenwiški meridian, ki gre skozi pasažni instrument astronomskega observatorija Greenwich v predmestju Londona. Izbira je bila posledica političnih razmerij moči in ni sledila kakim značilnostim na Zemlji. Podobno arbitrarna je zato tudi izbira na nebu. Načelno bi lahko služila za izhodišče rektascenzije katerakoli zvezda na nebu. Vendar bi bila izbira lahko problematična. Svetle zvezde, ki bi bile kot izhodišče posebej primerne, so navadno tudi na relativno majhnih oddaljenostih od Zemlje. Torej se v nekaj letih njihov položaj zaznavno spremeni zaradi vpliva njihovega lastnega gibanja, saj so njihove tipične velikosti relativnih hitrosti glede na Sonce kakih 10 ali 20 kilometrov v sekundi. Izbor določene zvezde bi tako pomenil, da se nam celotni koordinatni sistem suka, kot pač to diktira izbrana zvezda. To se ne zdi najbolj primerno. Težave pa so lahko celo večje. Če je zvezda ena sama, bo njena hitrost skozi prostor stalna in bi se torej koordinatni sistem enakomerno sukal. Nerodno pa je, če ima zvezda spremljevalko in se obe gibljeta okoli skupnega težišča dvozvezdja. Taki primeri v vesolju niso redki, saj je večina zvezd v parih. Posledično bi položaj izhodišča koordinatnega sistema ob enakomernem premikanju zaradi relativne hitrosti težišča sistema še „cukal“. Takega pospešenega koordinatnega sistema gotovo nočemo.

Primerno izhodiščno točko za rektascenzijo so tako določili po položaju Sonca na nebesni krogli. Tak izbor je upravičen, saj je Sonce gotovo najbolj vpadljiv objekt na nebu. Vendar pa njegov položaj nikakor ni stalen. Ker se Zemlja giblje okoli Sonca, se smer proti Soncu neprestano spreminja. Tako se stalno spreminja tudi njegov vzhodno-zahodni položaj, to je rektascenzija. Da so zadeve bolj zapletene, je Zemljina vrtilna os nagnjena za 23,5° glede na pravokotnico na Zemljin tir okoli Sonca. Tako se poleg rektascenzije stalno spreminja tudi deklinacija Sonca. Izhodišče rektascenzije je torej treba določiti po položaju Sonca na določen trenutek v letu. Izbrali so pomladansko enakonočje. To je definirano kot trenutek, ko je med severnim nebesnim polom (to je smerjo, v katero kaže Zemljina vrtilna os) in smerjo proti Soncu pravi kot, ob tem da se ta kot manjša s časom. Sonce je ob pomladanskem enakonočju na nebesnem ekvatorju, njegova deklinacija je natanko enaka nič. Pred pomladanskim enakonočjem je njegova deklinacija negativna (Sonce je na južni nebesni polkrogli, zato je kot 90°-δ do severnega pola večji od 90°), po njem pa pozitivna (Sonce je na severni polkrogli, tako je kot 90°-δ do severnega pola manjši od 90°). Pomladansko enakonočje nastopi v dneh okoli 21. marca. Deklinacija Sonca je enaka nič tudi ob jesenskem enakonočju pol leta kasneje (v dneh okoli 21. septembra), vendar se tedaj njegova deklinacija iz pozitivne preveša v negativno. Najbolj severno deklinacijo δ = 23,5° doseže Sonce ob poletnem obratu, ko se začne poletje, to je v dneh okoli 21. junija. Najbolj južno deklinacijo δ = -23,5° pa doseže Sonce ob zimskem obratu, ko se začne zima, to je v dneh okoli 21. decembra. O podrobnostih Sončeve navidezne poti po nebu, ki je seveda posledica Zemljinega gibanja okoli Sonca, bomo govorili kasneje. Tu smo jo omenili le v zvezi s pomladanskim enakonočjem, ko je rektascenzija Sonca enaka nič. To točko na nebesni krogli imenujemo tudi pomladišče in ga na skicah označujemo z grško črko γ.

Zvezo za izračun časovnega kota *H* zapišemo kot

$$H = S - \alpha$$

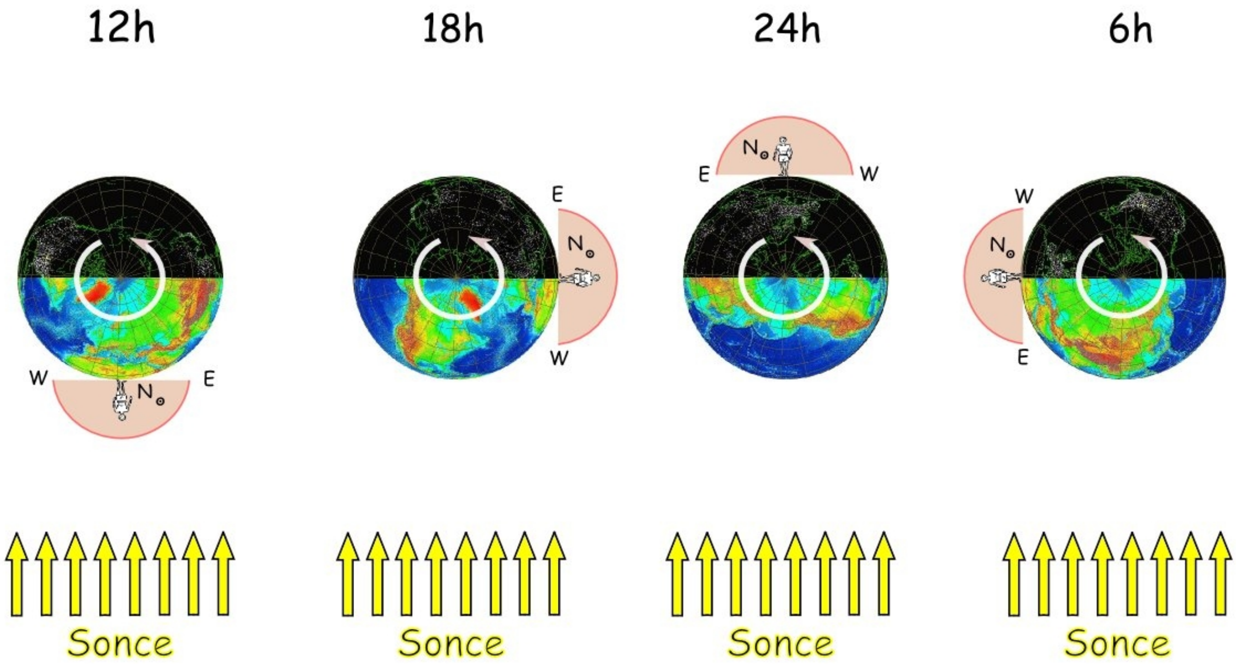
Časovni kot

kjer je količina *S* zvezdni čas in α rektascenzija objekta. Kot smo omenili, časovni kot pogosto namesto v stopinjah računamo v urah, zato naredimo enako tudi pri rektascenziji. Pri tem si pomagamo s pretvornikom 15 stopinj, ki ustrezajo eni uri. Tako se poln obrat 360° v časovnem kotu zgodi pri obratu za 360°, oziroma 24 ur, po rektascenziji ali pri enaki spremembi zvezdnega časa. Negativni predznak rektascenzije je posledica našega dogovora, da rektascenzija raste proti vzhodu, medtem ko časovni kot raste proti zahodu (glej npr. sliko 19). Količina S poskrbi, da se časovni kot enakomerno veča s časom. Imenovali smo jo zvezdni čas. Zakaj je temu tako in kako izračunamo njegovo vrednost bomo razložili v naslednjem poglavju.

Zvezdni čas

Časovni kot H in s tem zvezdni čas S sta odvisna od časa (nebo se navidezno vrti), od položaja opazovalca na Zemlji (v naših krajih je Sonce najvišje prej, kot v Angliji) in, kot bomo videli, celo od datuma v letu. Pri položaju je pomembna le vzhodno-zahodna koordinata, ne pa tudi severno-južna. Mi, Angleži in Američani vidimo Sonce najvišje ob različnih časih, saj smo na različnih geografskih dolžinah λ. Kot smo že razložili, je Sonce najvišje, ko je H=0, in ker je α Sonca en sam, to pomeni, da je S odvisen od λ. Nasprotno je Sonce najvišje (skoraj) hkrati pri nas, v Libiji ali v Južni afriki, torej krajih z enako geografsko dolžino in različno širino. Zvezdni čas S torej ni odvisen od geografske širine. Kraji, ki so vzhodneje, vidijo od določenem trenutku Sonce bolj na zahodni strani neba od zahodnejših krajev. Vzhodnejši kraji vidijo torej večji časovni kot Sonca, torej tudi večjo vrednost zvezdnega časa. Ker po dogovoru tudi geografska dolžina raste proti vzhodu, bo zvezdni čas rastel z geografsko dolžino.

Časovna odvisnost je nekoliko bolj zapletena. Težava nastopi, ker moramo hkrati upoštevati dve gibanji: Zemljino vrtenje okoli lastne osi in njeno kroženje okoli Sonca. Najbolje si je pomagati s preprosto skico. Zemljo narišemo s smeri severnega pola in si predstavljamo, da je opazovalec na njenem ekvatorju. Tako skica postane dvodimenzionalna in s tem dovolj preprosta za risanje in predstavo. S slike 20 razberemo, da se mora v tem primeru Zemlja vrteti okoli lastne osi v smeri nasprotni urinemu kazalcu. V istem smislu bi bila tudi smer kroženja Zemlje okoli Sonca (ter Lune okoli Zemlje). Slika 21 kaže dva zaporedna poldneva, torej trenutka, ko je Sonce najvišje na nebu. Na levi strani vidimo, da po enem obratu Zemlje okoli lastne osi glede na zvezde še ne mine en dan. V ta namen se mora Zemlja zavrteti še za dodatni kot η, ki je enak loku, ki ga v enem dnevu opiše Zemlja na svoji poti okoli Sonca. Ker ima leto 365,2422 dni, je kot η malenkost manjši od ene stopinje. Za dodatni zasuk potrebuje Zemlja slabe 4 minute. Torej je čas enega zasuka Zemlje okoli lastne osi glede na zvezde za 3 minute in 56 sekund krajši od enega zasuka glede na Sonce. Zvezdni čas S torej teče malenkost hitreje kot naše ure, ki so uravnane po Soncu. Razlika približno 4 minut na dan se zdi zanemarljiva. A z dnevi se začne nabirati: v tednu dni je razlike za pol ure, v mesecu že dve uri, v treh mesecih za 6 ur, v pol leta 12, in v celem letu 24 ur ali en obrat. Torej se Zemlja v enem letu, ko se okoli lastne osi glede na Sonce zavrti 365,2422-krat, glede na zvezde zavrti za 366,2422-krat. V enačbi za zvezdni čas bo torej čas po naši na Sonce naravnani uri treba pomnožiti z razmerjem 366,2422/365,2422, da bomo dobili zvezdni čas.



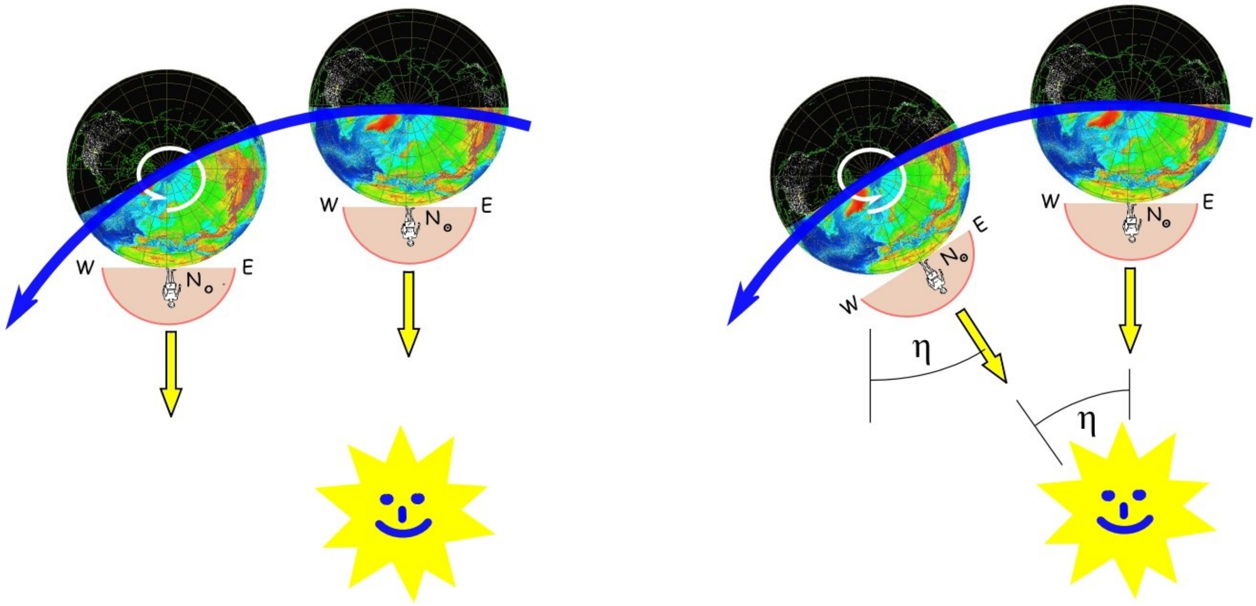
Sl. 20. Dnevno vrtenje Zemlje ob enakonočju. Ker opazujemo s severnega pola, gleda za opazovalca na ekvatorju smer proti severu iz papirja. S tem sta določeni smeri proti vzhodu in zahodu. Ker Sonce zahaja na zahodu in vzhaja na vzhodu, se mora Zemlja vrteti v smeri nasprotni urinemu kazalcu.

Preden zapišemo zvezo za zvezdni čas omenimo še, da na Zemlji skoraj vsaka država čas meri po svoje. Ker si vsi želimo, da bi bilo Sonce na nebu najvišje blizu poldneva, so Zemljo razdelili v časovne pasove, med katerimi je razlika v času navadno enaka eni uri (slika 22). Poleg časovnih pasov je treba upoštevati tudi poletni čas, ki je seveda na severni in južni polobli v veljavi v različnih delih leta. V Evropi kazalce premaknemo za uro naprej v času od zadnje nedelje v marcu do zadnje nedelje v oktobru, prehod pa vedno izvedemo med 2. in 3. uro zjutraj.

Tako je res težko vedeti, koliko je ura v posameznem kraju. Težavam se izognemo z uvedbo referenčnega časa, ki bo imel ob danem trenutku enako vrednost kjerkoli na Zemlji, ne glede na časovne pasove ali poletni čas. Tak referenčni čas imenujemo univerzalni čas, universal time, in ga krajšamo kot UT. Po dogovoru je UT ura, ki na Greenwiškem meridianu kaže zimski čas. Če t pomeni čas, kot ga kaže naša ura, in je t_o razlika do univerzalnega časa, velja

$$UT = t - t_o$$

V srednji Evropi je t_o enak 1 uri v času veljavnosti zimskega časa in 2 uram ob poletnem času. Bolj vzhodno so njegove vrednosti večje, zahodneje, denimo v ZDA, pa manjše in negativne. Čas UT uporabljamo v astronomiji pa tudi drugod, na primer pri letalskih voznih redih. Ob ljubljanskem letališču na zimskem voznem redu piše, da je njegov čas UT+1, poleti pa ima oznako UT+2.



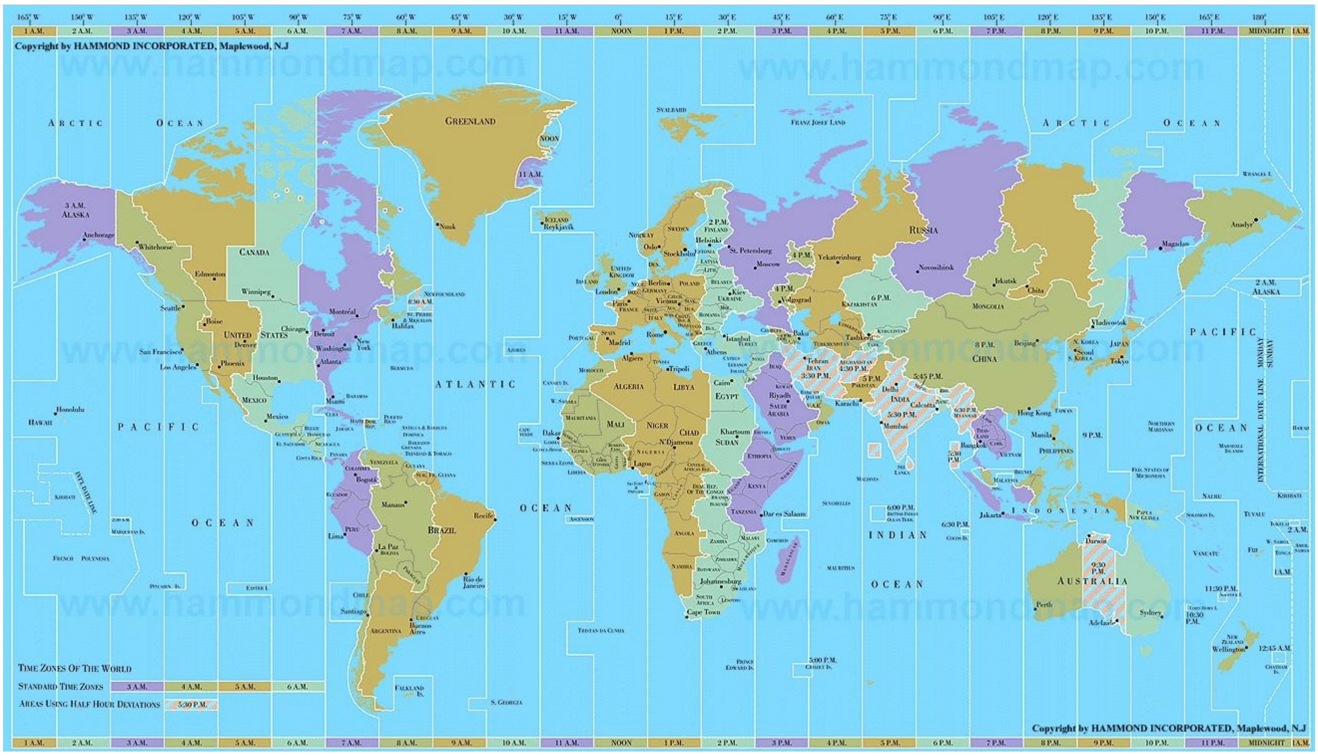
Sl. 21. Ko se v enem dnevu Zemlja zavrti za en obrat, naredi tudi majhen del poti okoli Sonca. Čas merimo glede na Sonce: od trenutka, ko je Sonce najvišje na nebu, do naslednjega takega trenutka mine povprečno 24 ur. Med legama na levi skici se je Zemlja sicer zavrtela za poln obrat glede zvezde, vendar se opazovalec še ni obrnil za poln obrat glede na Sonce. Desna skica kaže, da se mora v 24 urah Zemlja glede na zvezde zavrteti za več kot poln obrat. Dan glede na Sonce, po katerem uravnavamo uro, je torej daljši od dneva, ki bi meril čas glede na zvezde. Slika seveda ni narisana v merilu.

Povedano lahko združimo v končno enačbo za zvedni čas:

$$S = S(0^{\mathrm{h}}\mathrm{UT}) + \lambda + (\mathrm{t} - \mathrm{t_o})\frac{366,2422}{365,2422}$$

Zvezdni čas

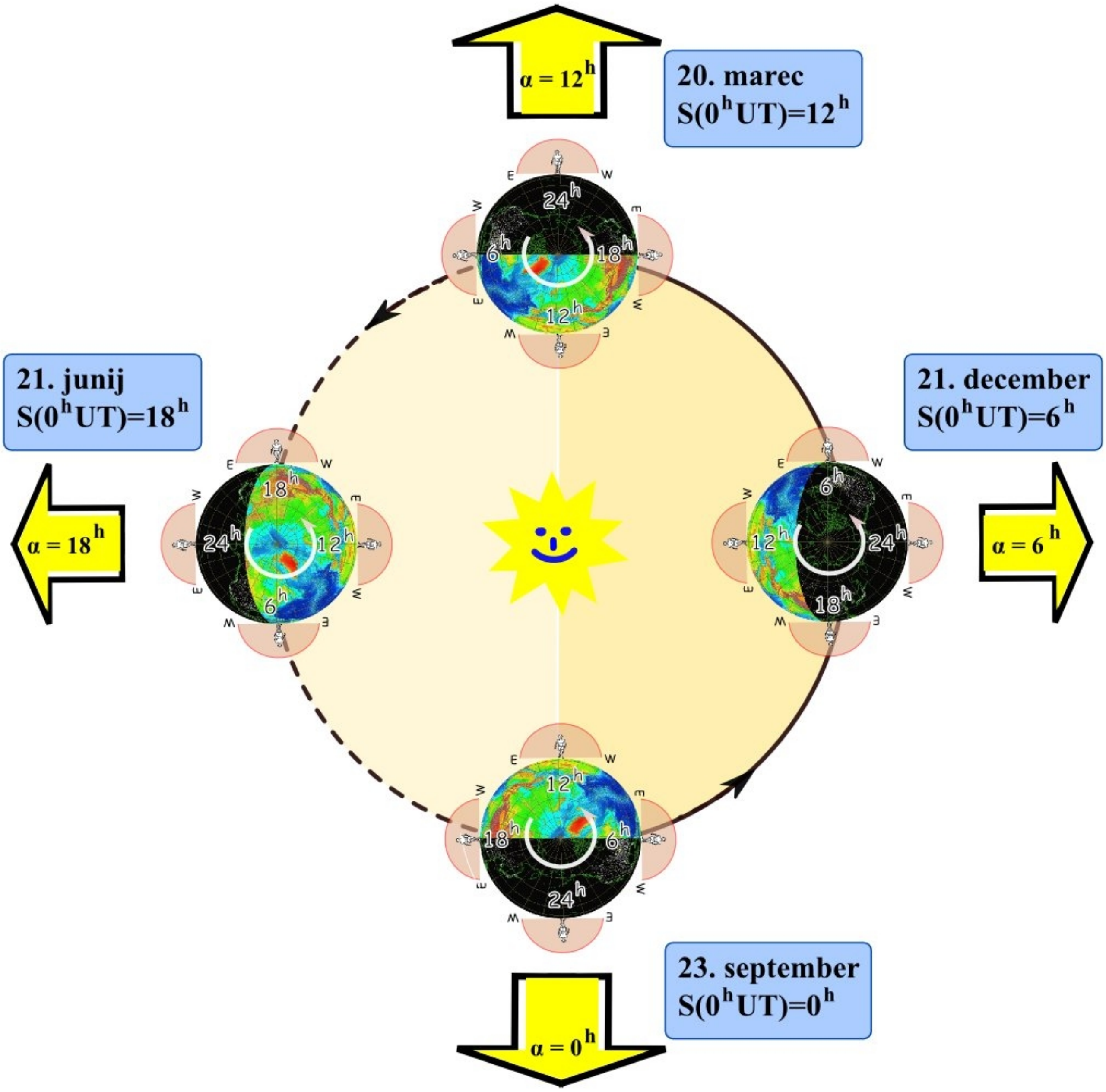
O drugem in tretjem členu v vsoti smo že govorili. Prvi člen pa je, kot pove že njegova oznaka, vrednost zvezdnega časa ob polnoči po greenwiškem času na dani datum. Njegove vrednosti lahko razberemo iz slike 23. Na njej so označene vrednosti rektascenzije v posameznih smereh. Ob spomladanskem enakonočju je rektascenzija Sonca po dogovoru enaka nič (črta od položaja Zemlje na vrhu slike preko Sonca in navzdol). Ker smo se dogovorili, da rektascenzija raste proti vzhodu, raste na sliki v smeri nasprotni gibanju urinega kazalca. Smer desno ima rektascenzijo 90° oziroma 6 ur, navzgor 180° (12 ur) in na levo 270° (18 ur). Ob pomladanskem enakonočju je rektascenzija Sonca enaka nič, ob polnoči pa je njegov časovni kot enak 12 ur. Po enačbi za časovni kot je zvezdni čas enak vsoti časovnega kota in rektascenzije, torej $S(0^{\mathrm{h}}\ \mathrm{UT}) = 12^{\mathrm{h}}$. Iz slike lahko razberemo tudi rektascenzije Sonca na druge datume in tako ugotovimo, da je ob začetku poletja $S(0^{\mathrm{h}}\ \mathrm{UT}) = 18^{\mathrm{h}}$, po jesenskem enakonočju $S(0^{\mathrm{h}}\ \mathrm{UT}) = 0^{\mathrm{h}}$, in ob začetku zime $S(0^{\mathrm{h}}\ \mathrm{UT}) = 6^{\mathrm{h}}$. Rezultate za te datume povzema spodnja tabela.



Sl. 22. Časovni pasovi na Zemlji. V kontinentalni zahodni Evropi (z izjemo Portugalske) je čas enak, kot v Ljubljani, ob odsotnosti poletnega časa imajo enak čas tudi v Libiji, Nigru ali v Namibiji. Vzhodna obala ZDA zaostaja za 6 ur, Kalifornija za 9 ur. Nasprotno pa je Japonska po času 8 ur pred nami.

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^o	12^h	12^h
poletni obrat	21. 6.	6^h	$23{,}5^o$	18^h	18^h
jesensko enakonočje	23. 9.	12^h	0^o	0^h	0^h
zimski obrat	21. 12.	18^h	$-23{,}5^o$	6^h	6^h

Za druge datume lahko $S(0^h$ UT) približno določimo s štetjem dni, pri tem pa upoštevamo, da se zvezdni čas vsak dan poveča za 4 minute, na teden za pol ure in na mesec za 2 uri. Tako je $S(0^h$ UT) dne 4. novembra približno enak 0^h (23.9.), ki ga do 23. 10. povečamo na 2^h, do konca meseca še za pol ure in tako pridemo na vrednost 2 ¾ ure 4. novembra. Točne vrednosti $S(0^h$ UT) si lahko preberemo v astronomskih tabelah, v Sloveniji je v knjižici Naše nebo, ki izhaja pri Društvu matematikov, fizikov in astronomov, njena vrednost navedena v stolpcu „zvezdni čas“ tabele o Soncu.



Sl. 23. Letno gibanje Zemlje. Na Zemljo gledamo iz smeri severnega pola, torej je ekvator v ravnini papirja. Ker je spomladansko enakonočje na vrhu, je tir Zemlje okoli Sonca na desni strani nekoliko nad papirjem, na levi pa pod njim. Označene so tudi posamezne smeri proti posameznim vrednostim rektascenzije (α).

Slika 23 prikazuje letno gibanje Zemlje. Označene so tudi orientacije opazovalca ob posameznih časih na vsakega od štirih značilnih datumov v letu. Kot smo omenili, se ura ravna po Soncu, ker pa se Zemlja giblje okoli Sonca, se rektascenzija Sonca spreminja. Posledično je smer, kamor gledamo npr. ob polnoči odvisna od datuma v letu. Tako so ob pomladanskem enakonočju opolnoči najvišje zvezde z rektascenzijo 12^h, ob poletnem obratu je njihova rektascenzija 18^h, ob jesenskem enakonočju 0^h in ob zimskem obratu 6^h. Torej lahko govorimo o spomladanskih, poletnih, jesenskih in zimskih ozvezdjih, ki so pač najbolje vidna ob določenem delu leta. Poudariti velja, da vsaka zvezda, ki v naših krajih vzhaja in zahaja, to naredi vsak dan. Vendar pa je v določenem delu leta nad obzorjem ponoči, ob drugem pa podnevi. Lahko spremljamo tudi vidnost določene zvezde v bližini ekvatorja. Kot primer naj bo njena rektascenzija 18^h, torej se nahaja v smeri daleč levo od slike 23. Ob pomladnem enakonočju jo vidimo v jutranjem delu noči. Nato vzhaja vedno prej in ob začetku poletja je najvišje opolnoči. Vedno bolj zgodnje vzhajanje se nadaljuje in do začetka jeseni jo najdemo najvišje zvečer. Potem se potopi v večerno zarjo in nekaj časa ni vidna, saj je na nebu (skoraj) skupaj s Soncem. Cikel se ponovi, ko zjutraj vzhaja malo pred Soncem in je do pomladanskega enakonočja najvišje na nebu okrog 6. ure zjutraj. Tu smo govorili, kako v naših krajih vidimo zvezdo v bližini ekvatorja. Če je ta zvezda blizu severnega pola (daleč nad papirjem na sliki 23), jo vidimo iz krajev naših geografskih širin vedno nad obzorjem (je nadobzornica). Podobno so zvezde blizu južnega nebesnega pola (daleč za papirjem) vedno pod obzorjem (podobzornice).

Položaj Sonca na nebu

Ker se Zemlja giblje okoli Sonca, se njegov položaj na nebu spreminja s časom. Doslej smo omenili njegovo rektascenzijo in deklinacijo ob obeh enakonočjih in ob poletnem in zimskem obratu. Tu bomo razpravo posplošili na poljubni datum v letu.

Sliko 23 bomo pogledali, kot bi jo videli z dna strani, na kateri je natisnjena. Torej gledamo iz smeri puščice, ki označuje rektascenzijo 0^h. Datum naj bo spomladansko enakonočje, torej je Sonce pred Zemljo. Če držimo Zemljo v središču pogleda, oziroma v središču nebesne krogle, se Sonce v naslednjih dneh pomika desno in rahlo navzgor. Dobimo situacijo, ki je prikazana na sliki 24. Deklinacija Sonca je njegova razdalja od nebesnega ekvatorja, rektascenzija pa vzdolž ekvatorja merjena razdalja od pomladišča. Sonce sàmo se navidezno premika po ekliptiki, kotno razdaljo od pomladišča smo označili z *L*. Naklon ekliptike glede na ekvator je enak $\varepsilon = 23{,}5^o$, kar je seveda posledica naklona Zemljine osi glede na pravokotnico na njen tir okoli Sonca. Osenčeni trikotnik na sliki 24 je krogelni, saj so vse njegove stranice glavni loki. Z uporabo sinusnega izreka ugotovimo, da je $\sin\delta / \sin L = \sin\varepsilon / \sin 90^o$, tako da sledi zveza za deklinacijo Sonca:

$$\sin\delta = \sin\epsilon \sin L$$

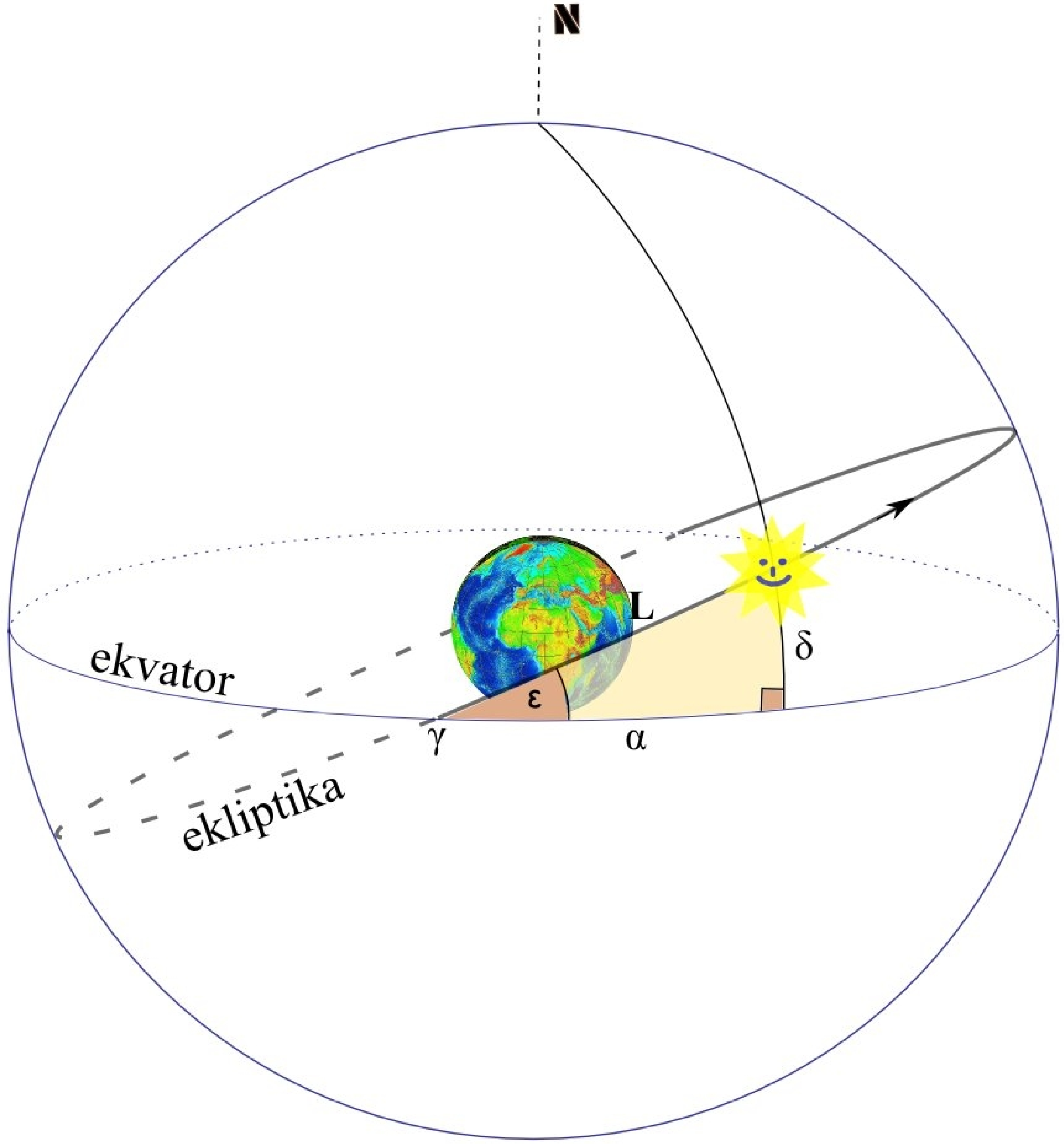
Sončeva deklinacija

Za isti trikotnik lahko zapišemo tudi dva kosinusna izreka: $\cos\delta = \cos\alpha \cos L + \sin\alpha \sin L \cos\varepsilon$ in $\cos L = \cos\alpha \cos\delta + \sin\alpha \sin\delta \cos 90^o$. Cos δ v drugi enačbi nadomestimo z desno stranjo prve enačbe. Po preurejanju členov dobimo enačbo za rektascenzijo Sonca:

$$\tan\alpha = \cos\epsilon \tan L$$

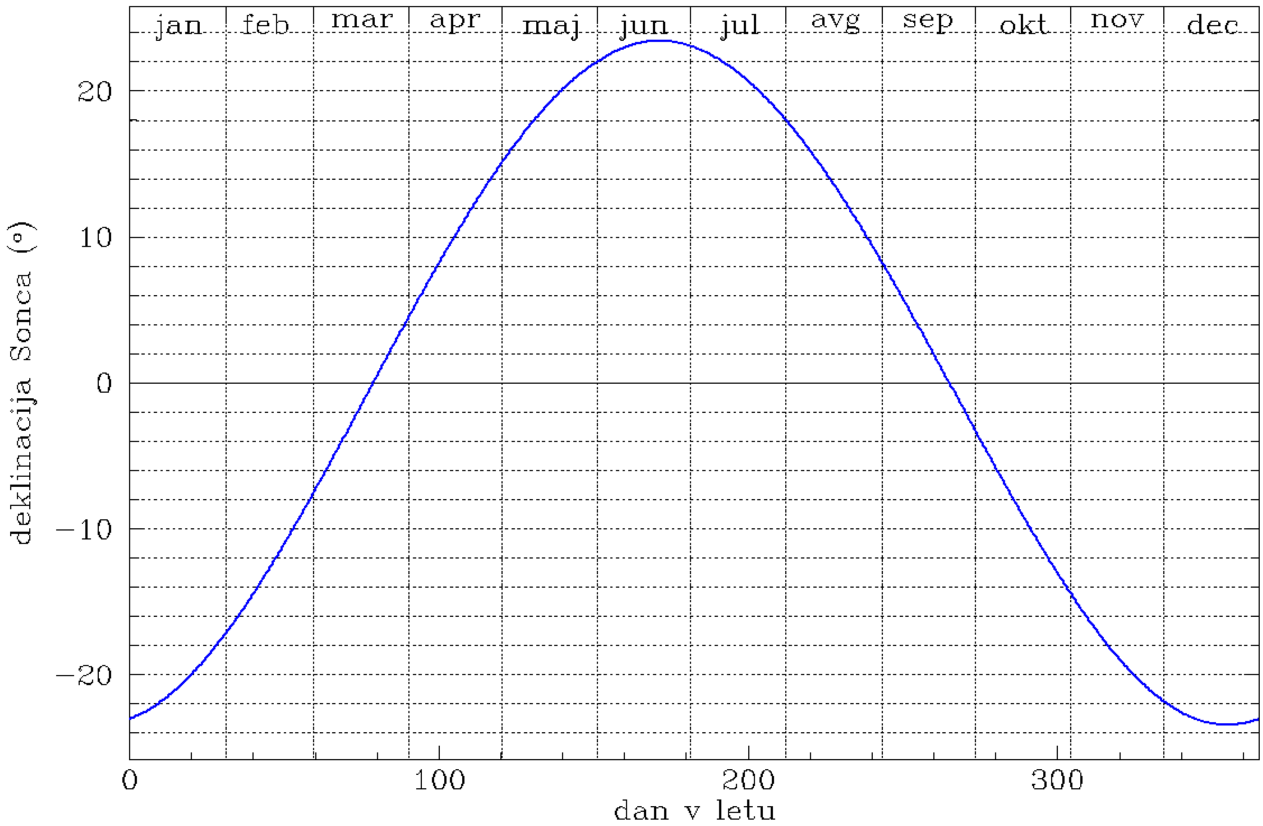
Sončeva rektascenzija

Tako deklinacija kot rektascenzija Sonca sta odvisni od kota *L*, to je kotne razdalje Sonca od pomladišča (gledano z Zemlje). Zemlja se giblje okoli Sonca skoraj po krožnem tiru, torej tudi *L* narašča skoraj povsem enakomerno s časom. Njegovo velikost lahko tako dobimo s štetjem dni od pomladanskega enakonočja: $L = (\Delta t / 365{,}25)\, 360^o$, kjer je Δt število dni od pomladanskega enakonočja.



Sl. 24. Navidezno letno gibanje Sonca. Od pomladišča (γ) je po ekliptiki naredilo pot L. Njegove ekvatorialne koordinate so tedaj enake α in δ.

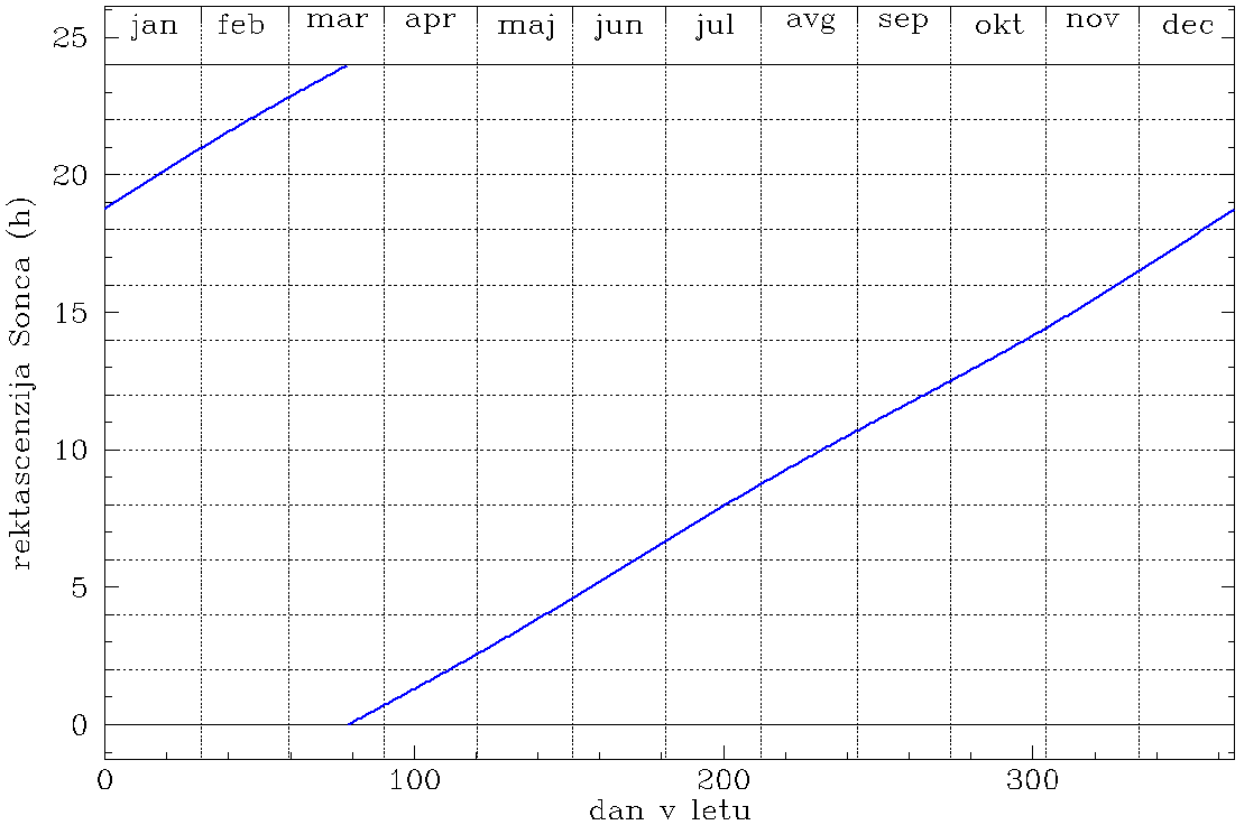
Slika 25 prikazuje Sončevo deklinacijo za vsak dan v letu. Uporabili smo zgornjo enačbo, pri vrednosti kotne razdalje Sonca od pomladišča (L) pa smo upoštevali tudi, da se Zemlja giblje po rahlo sploščenem tiru in zato L ne narašča povsem enakomerno s časom. Vendar razlike niso pomembne: če bi vstavili zgoraj omenjeno vrednost L, ki enakomerno raste s številom dni od pomladišča, bi se vrednost deklinacije Sonca od prave vrednosti razlikovala za največ 0,4 stopinje.



Sl. 25 Deklinacija Sonca skozi leto.

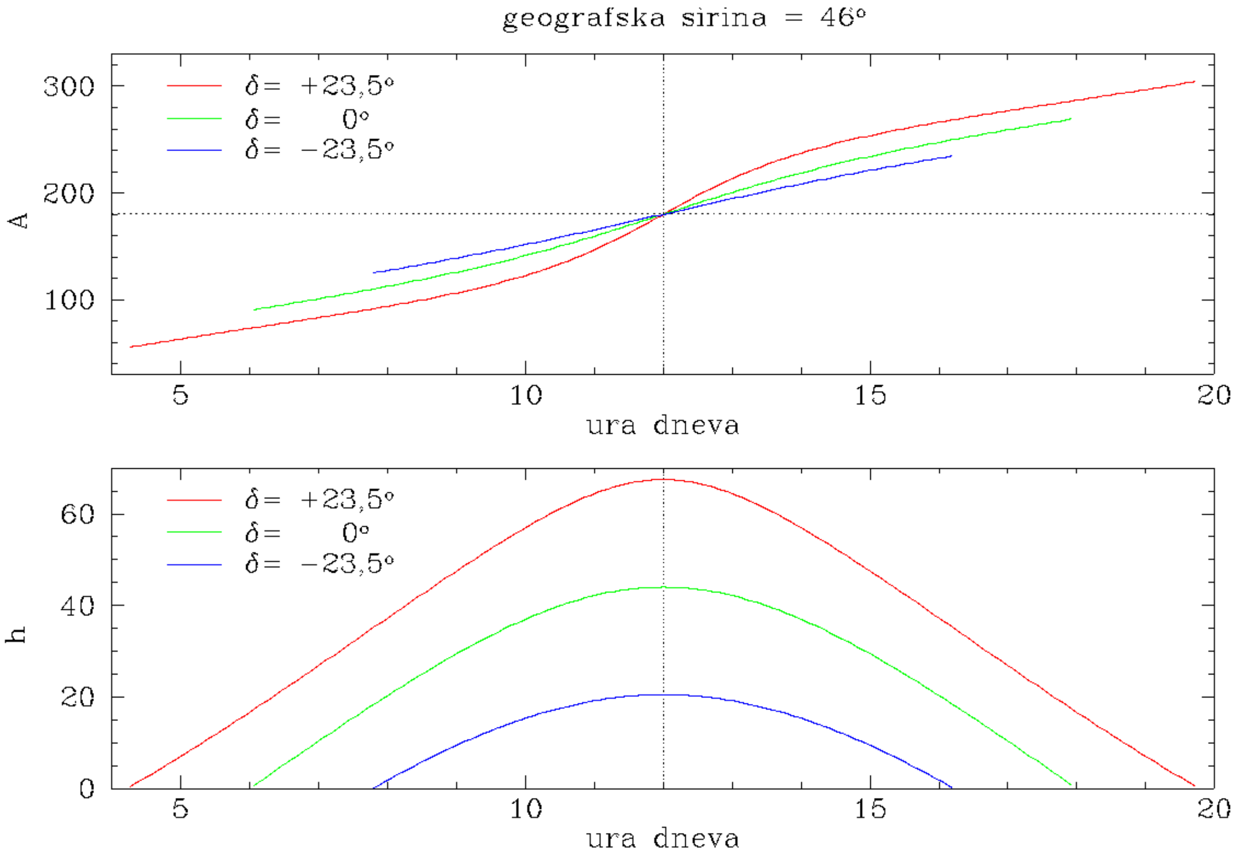
Slika 26 prikazuje še spreminjanje rektascenzije Sonca. Kot smo razložili, je njena vrednost ob pomladanskem enakonočju enaka 0, nato pa skoraj enakomerno raste s časom in naredi v enem letu poln obrat. Pri izračunu rektascenzije smo upoštevali zgornjo enačbo, v katero smo za L vstavili točno vrednost za sploščeni Zemljin tir. Zopet bi dobili skoraj enak rezultat, če bi računali z enakomerno rastočo vrednostjo L. Razlika do prave vrednosti ne bi presegla 0,06 ure.

S slike 26 se zdi, da rektascenzija Sonca enakomerno raste s časom. Iz zgornje enačbe za Sončevo rektascenzijo vidimo, da to ni povsem res. Razlika je majhna, vendar ima zanimivo posledico. Naš in s tem zvezdni čas tečeta enakomerno. Ker pa se rektascenzija ne spreminja povsem enakomerno s časom, nam enačba za časovni kot na strani 32 pove, da trenutki, ko bo časovni kot Sonca enak nič, ne nastopijo vsak dan ob enaki uri. Razlika je majhna, vendar Sonce zato na istem kraju doseže najvišjo točko na nebu do 15 minut prej ali kasneje. Razliko v knjižici Naše nebo najdemo navedeno pod imenom časovna enačba. To je treba upoštevati, če želimo meriti čas po Sončni uri. Popravek, ki ga na uri označimo s krivuljo v obliki raztegnjene osmice, imenujemo analema. Sonce torej ni na jugu in najvišje na nebu točno opoldne, ker kot prvo naša geografska dolžina morda ni enaka 15 stopinjam vzhodno. Kot drugo pa celo v Zagorju, ki je natanko 15 stopinj vzhodno od Greenwiškega meridiana, Sonce ni na jugu točno opoldne, ampak ta trenutek niha do 15 minut pred in po poldnevu. Kot tretje je treba končno upoštevati še poletni čas, ki te čase iz približno 12. premakne na približno 13. uro.



Sl. 26: Rektascenzija Sonca skozi leto.

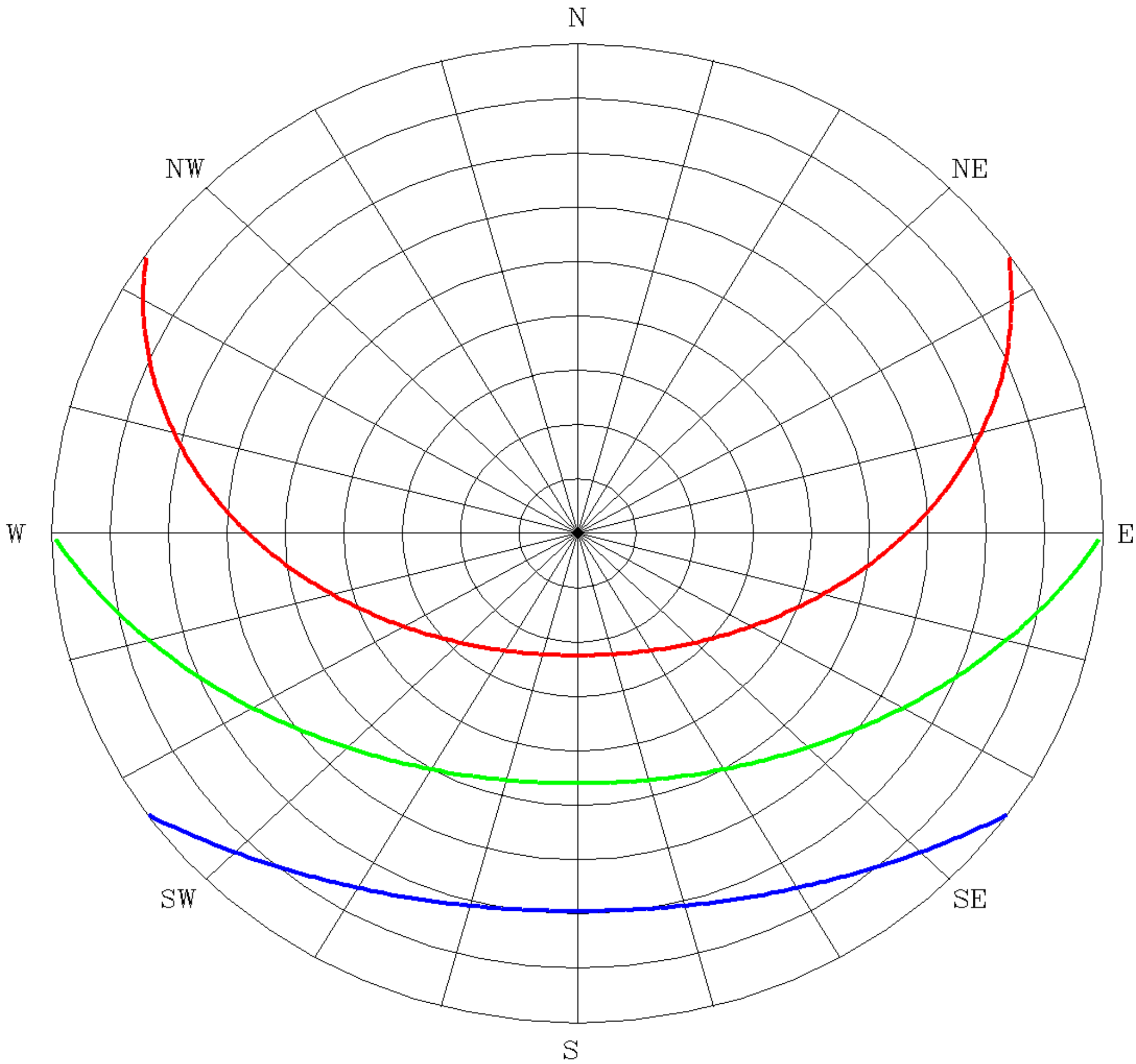
Slika 27 prikazuje časovni potek višine in azimuta Sonca na štiri značilne dneve v letu. Podobno slika 28 v krogelnih koordinatah prikazuje medsebojno odvisnost azimuta in višine nad obzorjem. Če bi na to sliko za določeno opazovališče vrisali višinske kote hribov v odvisnosti od azimuta, bi lahko ugotovili, kolikšen del poti nad matematičnim obzorjem je Sonce tudi dejansko vidno. Rezultat bi lahko primerjali s časovnim potekom osvetlitve in tako ugotovili vpliv določenega hriba na rastje v dolini pod njim. O tem bomo govorili v naslednjem poglavju.



Sl. 27: Azimut Sonca in njegova višina nad obzorjem skozi dan za značilne datume: enakonočji (zeleno), poletni obrat (rdeče) in zimski obrat (modro). Slika je risana za geografsko širino 46°. Pri risanju smo zanemarili vpliv časovne enačbe.

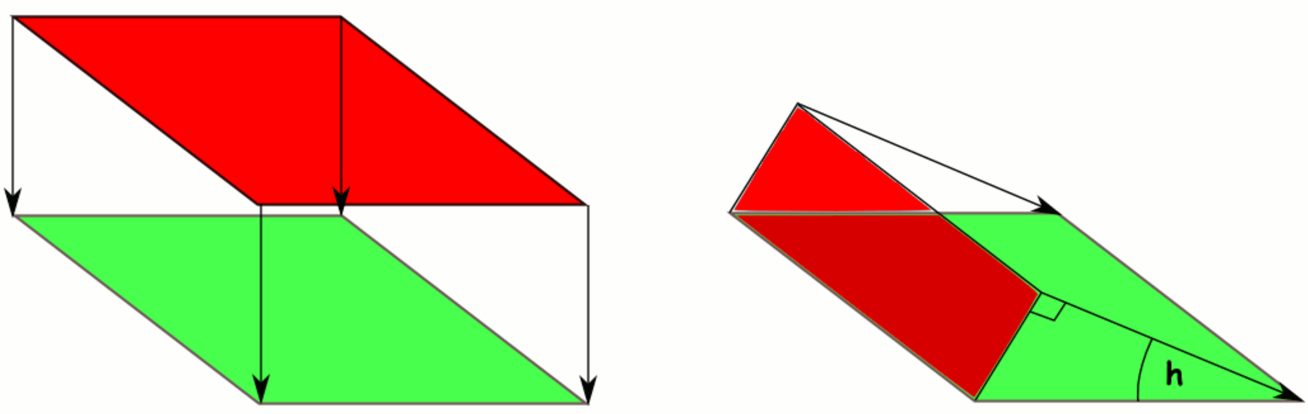
Obsevanost

Sonce lahko sveti na teren pravokotno ali pa poševno. Slika 29 pojasnjuje, da je energija, ki v določenem času pade na določeno ploskev terena sorazmerna s sinusom naklonskega kota žarkov. Če Sonce teren osvetljuje od strani, je njegova osvetljenost manjša. Poleg tega je treba upoštevati tudi dejstvo, da imajo žarki skozi atmosfero različno dolgo pot. Če je Sonce v zenitu, je pot skozi atmosfero najkrajša, pri Soncu nizko nad obzorjem pa je pot precej daljša. Ker atmosfera celo ob jasnem vremenu ni povsem prozorna za Sončevo svetlobo, majhen naklon nad obzorjem dodatno zmanjšuje osvetljenost. Pri izračunu nadaljnih slik smo privzeli, da se pri navpični poti žarkov skozi atmosfero 40% njihove energije absorbira v ozračju, tako da le 60% doseže tla. Taki pogoji so za Slovenijo tipični. Pri poševnem vpadu je delež energije, ki doseže tla, še manjši.

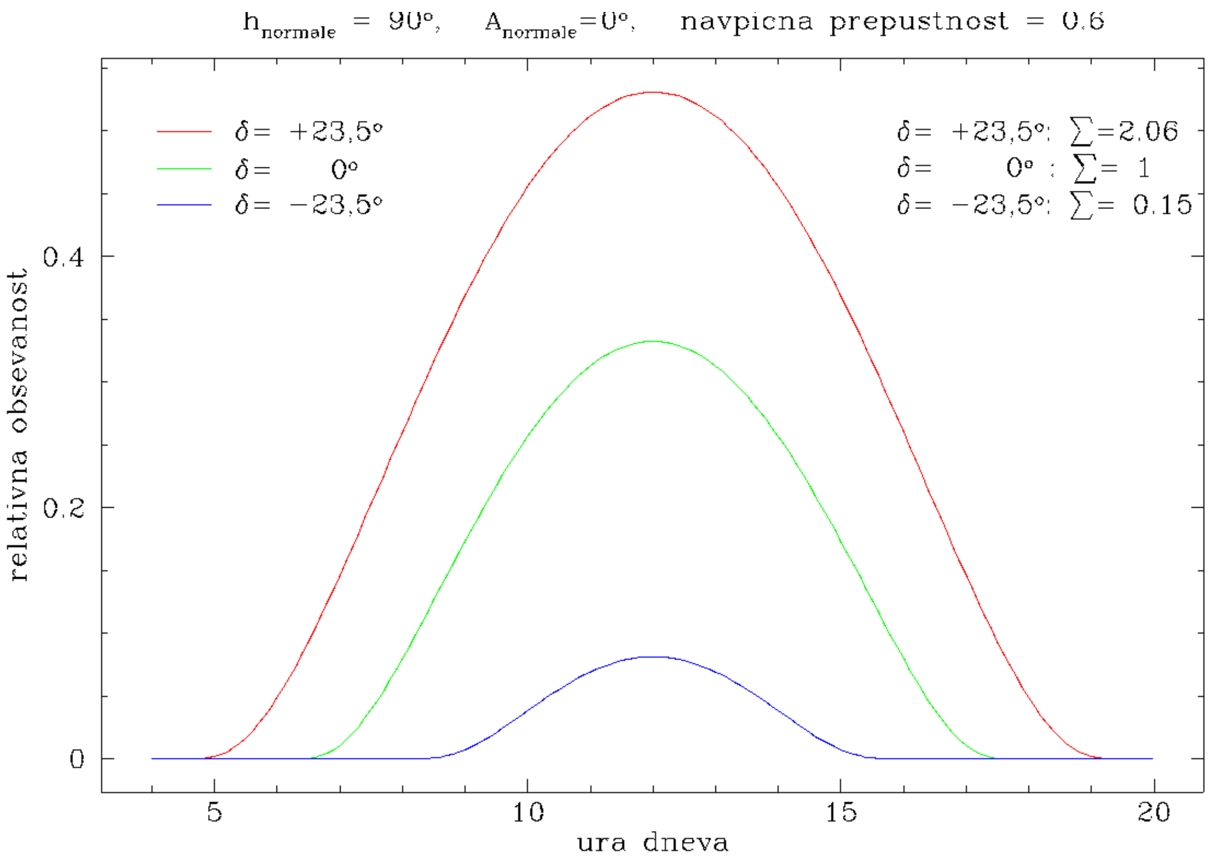


Sl. 28: Azimut in višina Sonca nad obzorjem za enakonočji (zeleno), poletni obrat (rdeče) in zimski obrat (modro). Zenit je v sredini kroga, obzorje pa na obodu. Koncentrični krogi se razlikujejo po višini za 10º, radialne črte pa po azimutu za 15º. Slika je risana za geografsko širino 46º.

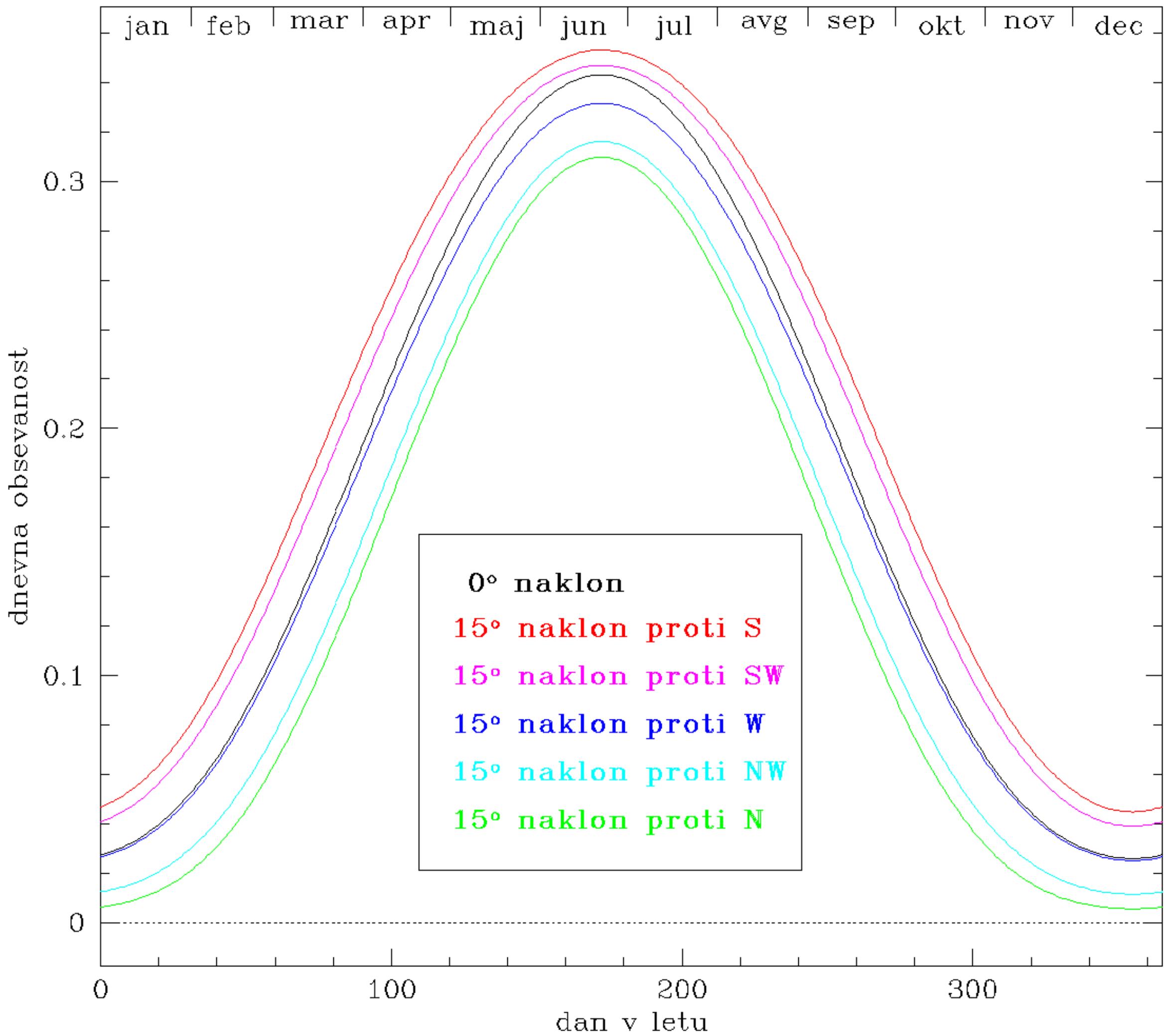
Slika 30 prikazuje relativno obsevanost vodoravnega terena skozi dan za štiri značilne datume: enakonočji ter zimski in poletni obrat. Vidimo, kako se spreminja čas obsevanja ter njegova jakost. Če seštejemo prispevke skozi ves dan, je obsevanost ob začetku poletja 2-krat večja kot ob začetku pomladi ali jeseni. Morda presenetljivo pa je obsevanost ob začetku zime več kot 6-krat manjša kot ob enakonočjih. Torej razumemo, zakaj imajo na geografski širini 46º in v celinskem podnebju (na primer v Mongoliji) lahko ekstremno velike razlike v poletnih in zimskih temperaturah. Pri nas se seveda pozna vpliv Zalivskega toka, zato so nihanja manjša.



Sl. 29: Če je Sonce v zenitu, je zelena ploskev na levi sliki osvetljena z enako ploščino snopa sončnih žarkov. Na desni strani je Sonce le na višini h, zato je ploščina snopa žarkov, ki zadanejo zeleno ploskev, manjša. Sorazmerna je s sin h.



Sl. 30: Relativna obsevanost vodoravnega terena skozi dan za štiri značilne datume: enakonočji (zeleno) ter zimski (modro) in poletni (rdeče) obrat. Relativna obsevanost bi bila enaka 1, če bi žarki vpadali navpično in ne bi bilo atmosferske absorpcije. Ploščina pod rdečo krivuljo (obsevanost na prvi poletni dan) je 2-krat večja kot ob enakonočjih. Na prvi zimski dan pa teren prejme le 15% energije, ki jo prejme ob enakonočjih. Slika je risana za geografsko širino 46°.



Sl. 31: Dnevna obsevanost terena skozi leto. Dnevna obsevanost bi imela vrednost 1, če bi Sonce sijalo 12 ur dnevno v smeri pravokotno na teren in če ne bi bilo absorpcije Sončeve svetlobe v atmosferi. Različne barve predstavljajo rezultate za vodoravni teren (črno) in za terene nagnjene za 15° v različnih smereh. Rdeča krivulja je za južno pobočje, modra zahodno in zelena za severno pobočje. Rezultat za pobočja nagnjena proti vzhodu je seveda enak kot za narisana ustrezna zahodna pobočja. Risano za geografsko širino 46°.

Slika 31 kaže dnevno obsevanost terena skozi leto. Povprečen naklon terena v Sloveniji je enak 15°, torej so poleg vodoravnega terena narisani tudi rezultati za tak nagib terena v različnih smereh. Bralec sam lahko s primerjavo rezultata za vodoraven in za 15° nagnjen teren sklepa, kakšen bi bil rezultat za naklone med 0° in 15°, pa tudi, kako bi izgledala krivulja za dokaj strma pobočja z naklonom 30°. Impresivna se zdi zlasti razlika v dnevni obsevanosti med zimo in poletjem. Vidimo tudi, da je ob začetku poletja obsevanost podobna za vse terene z naklonom med 0° in 15°, ne glede na smer nagiba. Ob začetku zime je drugače: ker je Sonce ves dan nizko nad južnim obzorjem, so južna pobočja bistveno bolj obsevana od severnih.

Vsi rezultati so dobljeni ob predpostavki, da nam obsevanosti ne zmanjšuje relief, na primer hribi, ki del dneva zastirajo Sonce. Spreten bralec pa bo ta vpliv znal ovrednotiti. Slika 28 mu bo povedala, v katerih azimutih je na posamezni dan v letu Sonce zastrto zaradi reliefa. S sliko 27 bo ta azimut pretvoril v ure dneva, ko Sonce ni vidno. Sedaj lahko s sliko 30 ocenimo, koliko se to pozna na dnevni obsevanosti za karakteristične dneve v letu. Končno tako dobimo občutek, koliko je treba zmanjšati dnevne obsevanosti na sliki 31, kjer seveda uporabimo krivuljo za ustrezni naklon in smer pobočja.

Sonce je za nas pomembno zaradi svetlobe, ki jo seva. Ob Zemlji je gostota svetlobnega toka enaka j_Z = 1,4 kW/m^2. Do Zemljske površine zaradi obsorpcije v atmosferi pride le približno 700-900 W/m^2, torej je enota za obsevanost na sliki 31 približno enaka 800 W/m^2 * 12 h = 9,6 kWh. Iz slike razberemo, da kvadratni meter celo ob poletnem obratu, ko je Sonce najvišje in najdlje nad obzorje, sprejme do 0,35 * 9,6 kWh = 3,4 kWh. Na lep sončni dan ob zimskem obratu pa je energija le 0,02 * 9,6 kWh = 0,19 kWh. Če upoštevamo občasno oblačnost in kot povprečno vrednost skozi leto vzamemo 1 kWh dnevno, bi za enako moč, kot jo ima jedrska elektrarna Krško morali s sončnimi celicami pokriti površino 15 km^2, zaradi omejenega izkoristka fotovoltaičnih celic pa bi bila ta površina v resnici vsaj dvakrat večja. Vidimo torej, da vplivi proizvodnje sončne energije na okolje niso zanemarljivi. Sončna energija je primerna za kritje poletnih potreb (klimatske naprave), medtem ko je v naših krajih proizvodnja v zimskem času zelo majhna.

Popravki k orientaciji po nebu

Doslej smo zgradili sliko, ki nam iz koordinat objekta na nebu, lege našega opazovališča, časa in datuma v letu omogoča izračunati višino in azimut objekta. Razpravo smo dopolnili s podrobnejšo razpravo o položaju Sonca in o osvetljenosti in obsevanosti površja. Pri tem smo vseskozi privzeli, da je pot žarkov skozi zemeljsko atmosfero ravna ter da se položaj objekta na nebu ne spreminja. Slednje seveda za Sonce ne velja, o čemer smo že govorili. Prav tako se po nebu premikajo tudi planeti, kar bomo omenili kasneje. Zanimivo pa je, da niti koordinate (rektascenzija in deklinacija) nobene od zvezd niso stalne. O tem ter o poti žarkov skozi atmosfero bomo govorili v tem razdelku, ki bo na kratko opisal, kakšne popravke to prinese k naši sliki.

Popravkov je pet: lom svetlobe v atmosferi, aberacija svetlobe, precesija Zemljine osi, trigonometrična paralaksa in lastno gibanje zvezd.

Lom svetlobe. Svetloba iz vesolja mora na koncu svoje poti skozi Zemljino atmosfero. Pri tem prehaja iz zelo redkih plasti v višinah v vedno gostejše plasti pri tleh. Pri tem se lomi k vpadni pravokotnici, podobno kot se lomi svetloba pri prehodu iz redkejšega zraka v gostejšo vodo. Zato zvezdo opazimo na večji višini h, kot bi jo, če atmosfere ne bi bilo. Azimut objekta se ne spremeni. Spremembe v višini so odvisne od višinskega kota samega: če žarek vstopa v navpični smeri ($h = 90^\circ$), popravka ni, saj ga tudi opazovalec vidi v smeri zenita. Pri naklonu 45° je popravek enak 1 ločni minuti. Za objekt, ki ga vidimo na obzorju, je popravek enak 34 ločnim minutam. Torej je Sonce, ki zahaja za morsko gladino, v resnici tedaj 34' pod obzorjem. Popravek je sicer relativno majhen, ima pa nekatere zanimive posledice. Čas med vzhodom in zahodom je zato vedno nekoliko daljši, kot bi bil, če loma ne bi bilo. Dan ob enakonočju tako ne traja točno 12 ur, ampak malenkost več. Tudi ni res, da Sonce na severnem geografskem polu prvič opazimo ob pomladanskem enakonočju. Ker zaradi loma vidimo nekoliko „za vogal“, pa tudi zato, ker ima Sonce precejšnjo kotno velikost, ga uzremo kar nekaj dni prej, poslovi pa se kar nekaj dni po jesenskem enakonočju.

Aberacija svetlobe. Zemlja potuje okoli Sonca. V enem letu opiše obseg kroga s polmerom 150.000.000 kilometrov. Hitro lahko izračunamo, da to pomeni, da potuje s hitrostjo 30 km v sekundi. Ta hitrost seveda ni majhna (še dobro, da gre atmosfera z nami!), pa vendar je precej manjša od svetlobne hitrosti, ki je enaka 300.000 km/s. Gibanje Zemlje vpliva na smer, v kateri vidimo objekte na nebu. Položaj je podoben, kot če se v dežju vozimo s kolesom. Med vožnjo je treba, da nismo mokri, dežnik nagniti naprej. Pri svetlobi pa moramo naprej, to je v smer kroženja Zemlje okoli Sonca, nagniti teleskop. Ker je Zemljina hitrost le 10-tisočinka svetlobne hitrosti (v dežju je kolesarjeva hitrost bolj primerljiva s hitrostjo padanja dežnih kapelj), je nagib majhen. Največji je, ko opazujemo objekt v smeri pravokotni na trenutno smer gibanja Zemlje. V tem primeru je popravek smeri enak 20.5“, torej tretjini ločne minute. Če svetloba prihaja vzdolž smeri trenutne Zemljine hitrosti, pa popravka sploh ni.

Precesija Zemljine osi. Doslej smo privzeli, da Zemljina vrtilna os vedno kaže v isto smer v prostoru. Tako je stalen tudi položaj obeh nebesnih polov. To kar dobro velja od dneva do dneva in tudi od leta do leta, na daljši rok pa ne povsem. Zemlja namreč ni povsem okrogla: na polih je njen polmer manjši kot na ekvatorju. Zato Sonce deluje nanjo z navorom, ki skuša Zemljina pola poravnati s pravokotnico na njen tir okoli Sonca. Tu moramo upoštevati še, da se Zemlja relativno hitro (enkrat na dan) zavrti okoli svoje osi. Obnaša se torej kot vrtavka. Njena os se ne bo poravnala s pravokotnico na tir, ampak začne precedirati okoli te smeri. To pomeni, da se smer Zemljine osi kotali po plašču stožca, ki ima os v smeri pravokotnice na Zemljin tir okoli Sonca. Za en obhod potrebuje 25.800 let. Kljub temu moramo precesijo upoštevati, saj ima stožec ob vrhu zelo veliko odprtino, ki je enaka dvakrat po 23,5°. Precesija Zemljine osi pomeni, da Zemljina os ne kaže vedno v smeri, ki je zelo blizu lege zvezde Severnice. To je res sedaj, pred 12.900 leti pa je os kazala za 47° drugam. Ker se spreminja smer nebesnega pola, se spreminja tudi lega nanjo pravokotne ravnine ekvatorja. In tako tudi lega pomladišča, ki je eno od presečišč ravnine ekvatorja z ravnino Zemljinega tira okoli Sonca. Tako se deklinacije in rektascenzije vseh zvezd na nebu spreminjajo. Zaradi desettisočletij, ki jih precesija potrebuje za en obhod, so seveda te spremembe počasne in jih znamo računsko upoštevati. Kljub temu pa boste ob astronomskih koordinatah pogosto opazili letnico, ki označuje trenutek, ko so te koordinate povsem točne.

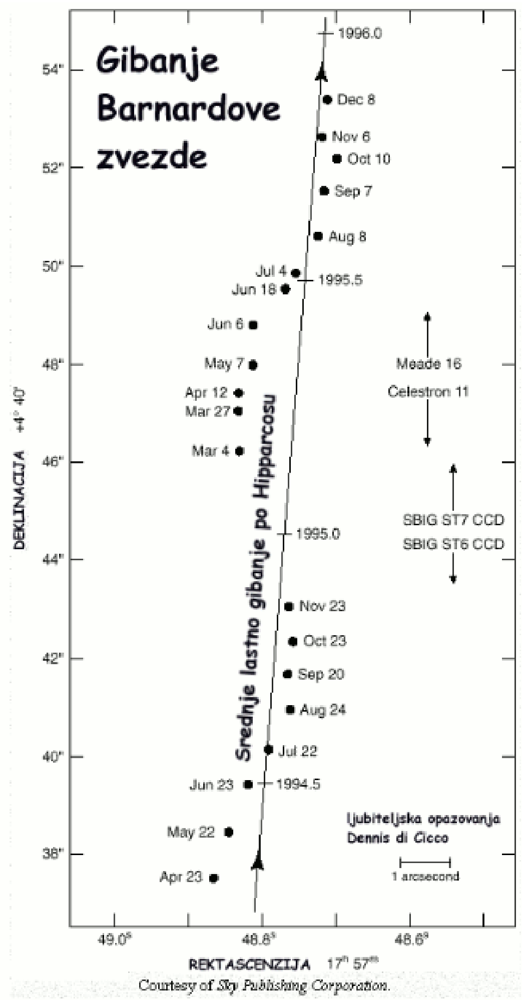
Trigonometrična paralaksa. Zemlja potuje okoli Sonca po tiru s polmerom 150.000.000 kilometrov. Tej razdalji v astronomiji pravimo ena astronomska enota (a.e., angleško astronomical unit). Tako se lega našega opazovališča premika v prostoru. Ob različnih datumih bomo zato bližnje zvezde videli v malenkost drugačnih smereh. Popravek za nobeno zvezdo za Soncem ni večji od ene ločne sekunde, za oddaljene zvezde pa je povsem nemerljiv. Kljub temu ga velja omeniti, saj nam prav trigonometrična paralaksa omogoča meriti razdalje do bližnjih zvezd. Amplituda kotnega premika položaja zvezde ψ (merjenega v radianih) je enaka $\psi = (1 \text{ a.e.}) / d$, če je razdalja do zvezde enaka d. Tej amplitudi kotnega premika pravimo tudi trigonometrična paralaksa zvezde. Razdalje do zvezd so zelo velike, torej so kotni premiki vedno zelo majhni. Zato jih je praktično namesto v radianih meriti v ločnih sekundah. Tudi razdalj d ne merimo v metrih, ampak je bolje uporabiti večjo enoto. Običajno astronomi za dolžinsko enoto uporabljajo parsek (okrajšava pc, angleško parsec), ki je enak razdalji, na kateri je paralaksa enaka eni ločni sekundi. Velikost parseka je torej enaka 1 pc = 150.000.000 km $(180/\pi)$ 3600 = $3\ 10^{16}$ m. Zvezda s trigonometrično paralakso 0,1 ločne sekunde je torej 10 pc daleč, medtem ko je razdalja do zvezde s paralakso 1 mili ločne sekunde enaka 1000 pc ali 1 kpc. Podobno je razdalja 1 Mpc enaka $3\ 10^{22}$ m. Najbližja zvezda za

Soncem je Proksima Kentavra, ki je na razdalji 1,3 pc. Če bi Sonce pomanjšali na velikost pomaranče, bi bilo 15 m od Zemlje. V tem merilu bi bila za mandarino velika Proksima na Islandiji. Razdalje so torej celo do najbližjih zvezd velikanske.

Parsek je standardni način za izražanje razdalj v vesolju, ki se uporablja v vsej strokovni in znanstveni literaturi. V poljudnih tekstih pa pogosto uporabljamo svetlobno leto, to je razdaljo, ki jo prepotuje svetloba v enem letu. Svetlobno leto (sv. l., angleško light year in zato ly) je enako
1 sv. l. = $(3\ 10^8$ m/s$) \cdot 365{,}25 \cdot 24 \cdot 60 \cdot 60$ s $= 9\ 10^{15}$ m. Torej je parsek enak nekaj več kot trem svetlobnim letom.

Lastno gibanje. Doslej smo privzeli, da zvezde na nebu mirujejo. V resnici se glede na naše Osončje gibljejo s hitrostmi, ki imajo tipično velikost do nekaj deset km/s. Ker so zelo daleč, se kljub veliki hitrosti to ne pozna kaj dosti na njihovem položaju na nebu. Pa vendar, sčasoma tako lastno gibanje zvezd lahko prinese popravek njihovih koordinat. Največje lastno gibanje ima Barnardova zvezda, ki se na leto premakne za 10 ločnih sekund. Tipična lastna gibanja bližnjih zvezd so okrog ene ločne sekunde na leto. Za oddaljene zvezde pa je njihov premik nemerljivo majhen. Zvezde se seveda ne gibljejo le v prečni smeri. Premik vzdolž zveznice z Zemljo opazimo kot radialno hitrost (= hitrost približevanja oziroma oddaljevanja). Njegova meritev bo pomembna, saj bomo prav na ta način lahko ugotovili, ali je morda tudi kaka druga zvezda obdana s planeti.

Sl. 32. Gibanje Barnardove zvezde. Zaradi lastnega gibanja glede na Osončje se ji deklinacija s časom veča. Opletanje okrog premega gibanja je posledica trigonometrične paralakse, ki je enaka 0,55 ločne sekunde. Torej je Bardardova zvezda na razdalji 1,82 pc ena najbližjih zvezd.



Kot smo videli, so vsi popravki relativno majhni. Torej je slika, ki smo jo zgradili, smiselna. Kljub temu pa nam recimo lom svetlobe v atmosferi pojasni, zakaj Sonce ne vzhaja ali zahaja natančno takrat, kot bi po poenostavljeni sliki pričakovali.

PLIMOVANJE

Zemljo drži skupaj sila lastne teže. Ta je stalna, zato ima tudi Zemlja stalno povprečno obliko. Ta ni povsem okrogla, saj se Zemlja vrti okoli lastne osi in je zato nekoliko odebeljena ob ekvatorju in sploščena ob polih. Razlika polarnih in ekvatorialnega polmera je nekaj nad 20 kilometrov. Natančna oblika je zelo komplicirana in je tu ne bomo obravnavali. Pravimo, da ima Zemlja obliko geoida. Če bi bila vsa Zemljo pokrita z vodo in ne bi bilo vplivov tokov ali vremena, bi imela obliko geoida.

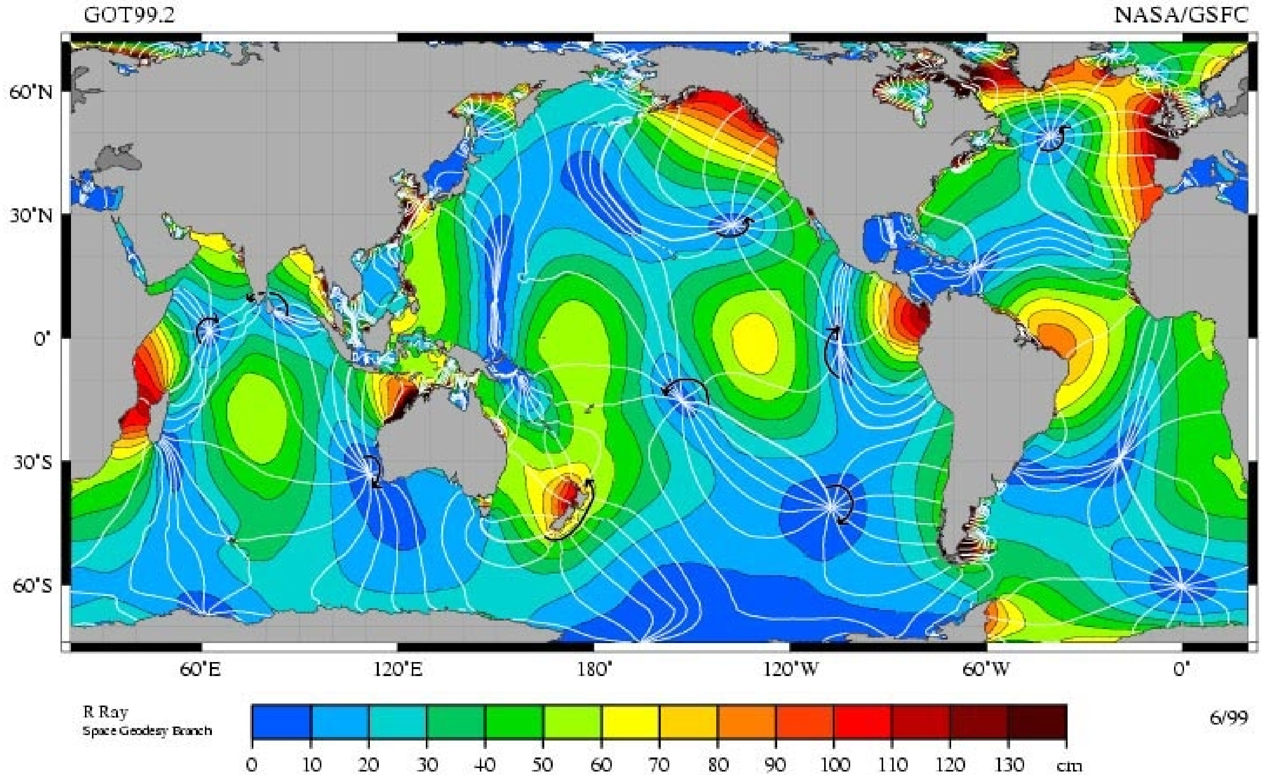
Poleg lastne teže na objekte na Zemlji delujeta tudi gravitacijski sili Lune in Sonca. Ker se položaja teh teles stalno spreminjata, je tudi motnja v obliki plimovanja časovno spremenljiva.

Zakaj imamo dva plimska valova, lahko razložimo takole: Zemlja in Luna se privlačita in padata ena proti drugi. Privlak Lune slabi z večanjem razdalje, zato voda na Lunini strani prehiteva, voda na nasprotni strani pa zaostaja. Zemljina oblika se razpotegne in dobimo dve plimi. Ker se Luna in Zemlja gibljeta z veliko prečno hitrostjo, na koncu ne padeta skupaj, ampak krožita okoli skupne točke.

Dviga/spušča se tudi kopno: Zemljina skorja je zelo tanka. Zato se skupaj z vročo tekočo notranjostjo dviga in spušča tudi skorja. Dvig in spust merita po nekaj decimetrov. To je manj od plime na morjih, kjer voda s plimovanjem lahko tudi priteče ali odteče.

Visoka/nizka plima: Plima je posledica privlaka Lune in Sonca, razmerje med njima 70%:30%. Kadar se vpliva seštejeta (ob ščipu in mlaju, še zlasti v bližini enakonočij) je plimsko nihanje še posebej izrazito. Ob krajcih smeri privlaka Lune in Sonca pravokotni, zato plimski valovi manj izraziti.

Plima povsod na Zemlji nastopi dvakrat na dan, čas nastopa najvišje plime pa je odvisen od reliefa morskih obal in morskih tokov. Torej ni res, da imamo najvišjo plimo, ko je Luna najvišje nad obzorjem oziroma najnižje pod njim. Tudi višina plime je na različnih krajih na Zemlji zelo različna. Tako je marsikod na obalah oceanov zelo pomemben javni podatek višina in časa nastopa plime na določen dan. Taki podatki so objavljeni v lokalnem časopisju, denimo poleg vremenske napovedi.



Sl. 33: Plimovanje svetovnih morij. Višina povprečne plime jeoznačena z barvnimi odtenki, bele črte pa povezujejo področja, kjer najvišja plima nastopi hkrati. Črne puščice ob sečišču belih črt označujejo smer gibanja vala najvišje plime v šesturnem razmaku. Višina in čas nastopa plimovanja sta očitno določena z reliefom, morskimi tokovi itd. in ne s položajem Lune in Sonca.

ASTRONOMSKI INSTRUMENTI[2]

Zvezde so zelo daleč, saj so celo trigonometrične paralakse najbližjih zvezd za Soncem manjše od ene ločne sekunde. Ker je ločna sekunda enaka eni dvestotisočinki radiana, to pomeni, da so celo najbližje zvezde na nočnem nebu skoraj milijonkrat dlje od Sonca. Velika razdalja pomeni, da se njihov svetlobni tok močno razredči, torej so videti relativno temne. Astronomu zato navadno za opazovanje, ki ga želi opraviti, primanjkuje svetlobe. Zato uporabi teleskop, katerega glavna naloga je torej zbrati čimveč svetlobe. Za zbiranje svetlobe lahko uporabimo zrcalo ali lečo. Prvo izkorišča odboj svetlobe na površini, drugo pa njen lom pri prehodu med sredstvoma z različnim lomnim količnikom. Velika večina astronomskih teleskopov za zbiranje svetlobe uporablja zrcalo. Tako bomo najprej ugotovili, kako se svetloba obnaša pri odboju na vboklem in na izboklem zrcalu, nato pa bomo spoznanja uporabili za razlago zgradbe najpogostejšega tipa astronomskega teleskopa. Vseskozi bomo predpostavljali, da opazujemo v vidni svetlobi. Povedano bo v veliki meri veljalo tudi za svetlobo drugih valovnih dolžin, od radijske do ultravijoličnih žarkov (ne pa tudi za rentgensko svetlobo). Večina astronomskih teleskopov opazuje prav v vidni ter v bližnji infrardeči svetlobi, ali pa v radijskih valovih. Sevanje astronomskih izvorov v drugih valovnih dolžinah je sicer zanimivo, ker pa ga Zemljina atmosfera ne prepušča, moramo namesto z zemeljske površine opazovati s teleskopi, ki so nameščeni na umetnih satelitih, torej v vesolju.

Odboj svetlobe na zrcalu

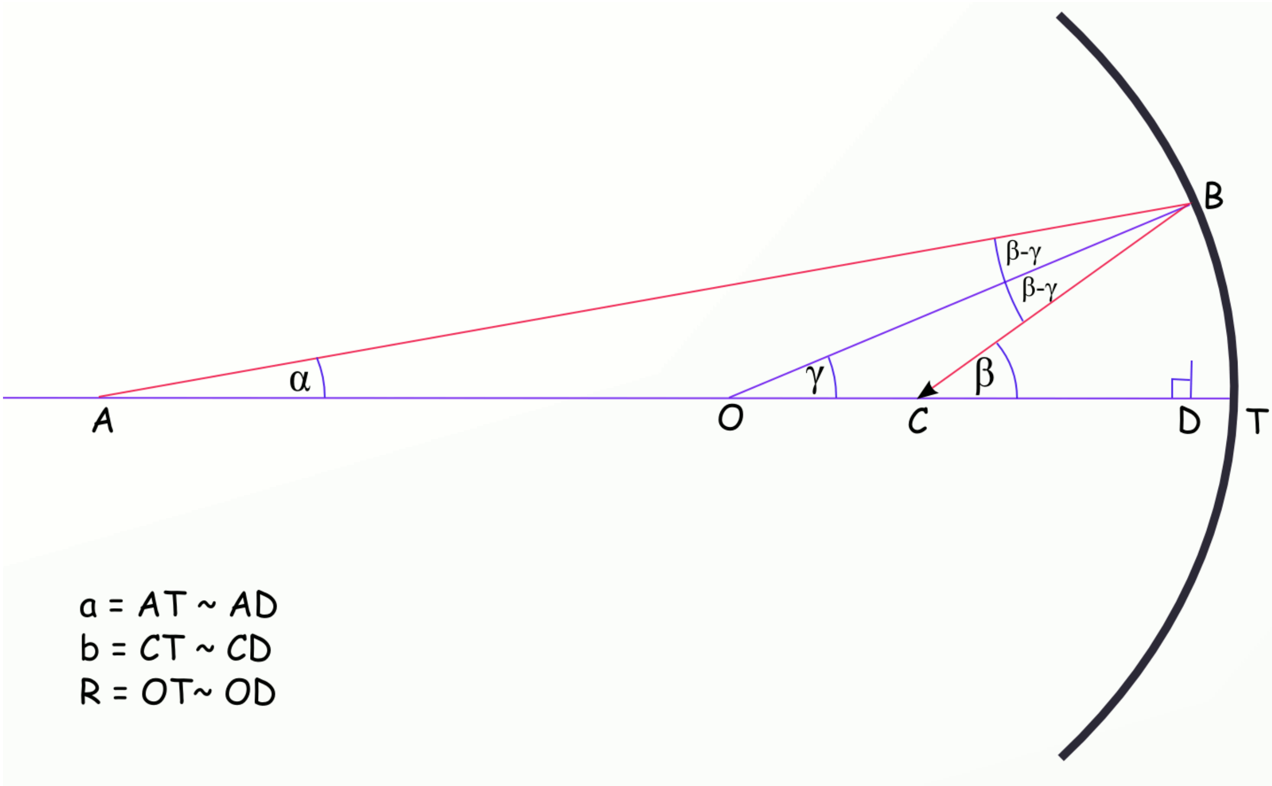
Valovna dolžina vidne svetlobe je mnogo manjša od velikosti zrcala. Zato lahko v okviru preproste obravnave zanemarimo valovno naravo svetlobe in obravnavamo njen odboj na zrcalu na enak način, kot bi se na njem odbijale majhne kroglice. Pravimo, da obravnavamo odboj v okviru geometrijske optike. Odbojni zakon pravi, da je vpadni kot glede na pravokotnico površine enak odbojnemu. Če je površina zrcala vbokla, se koti med žarki iz določenega objekta po odboju spremenijo. Vboklemu zrcalu pravimo tudi konkavno zrcalo. Predpostavimo, da ima zrcalo obliko notranjosti krogelne kapice. Premer kapice naj bo mnogo manjši od njenega krivinskega radija, to je polmera prilegajoče se krogle. Obenem na zrcalo svetimo z razdalje, ki je mnogo večja od premera kapice. V tem primeru bo veljalo, da so koti vpadnega in odbitega žarka glede na optično os zrcala majhni. To prinese nekatere poenostavitve, saj sta recimo sinus in tangens majhnega kota približno kar enaka velikosti kota izraženega v radianih, medtem ko je kosinus majhnega kota zelo blizu enici. Pravimo, da uporabljamo geometrijsko optiko prvega reda. V astronomskih instrumentih je predpostavka o majhnem naklonu žarkov glede na optično os upravičena, torej so take poenostavitve dovoljene.

Zanima nas odboj žarka, ki izhaja iz svetila v točki A na optični osi zrcala in se v točki B odbije na vboklem zrcalu (slika 34). Iz slike razberemo, da je razdalja točk A, C in O do temena zrcala T takorekoč enaka razdaljam do točke D, ki je pravokotna projekcija točke B na optično os. Torej lahko zapišemo $BD = a \operatorname{tg} \alpha = b \operatorname{tg} \beta = R \sin \gamma$ in zato $a\,\alpha = b\,\beta = R\,\gamma$. Ker pa je $\beta = \alpha + 2\,(\beta - \gamma)$, sledi $\gamma = (\alpha + \beta) / 2$. Ko v zvezi za BD izrazimo β in γ z α, dobimo $(a - R/2)\,\alpha = (R/2)\,(a/b)\,\alpha$ in po deljenju z $a\,(R/2)\,\alpha$ tudi končni izraz

2 To poglavje je namenjeno slušateljem Astronomije v prvem letniku bolonjskega študija fizike.

$1/a + 1/b = 1/f$, kjer je $f = R/2$	Enačba vboklega (konkavnega) zrcala

V enačbi kot α ne nastopa, torej velja taka zveza za vse žarke, ki izhajajo iz točke A. Vsi ti žarki se torej zberejo v točki C, kjer torej nastane slika točke A. Enačba povezuje razdaljo svetila (*a*) od zrcala z razdaljo slike (*b*) od zrcala. V enačbi nastopa tudi konstanta, ki je odvisna od lastnosti zrcala. Polovico krivinskega radija označimo z *f* in imenujemo goriščna razdalja. Tu namreč nastane slika, če zrcalo odbija žarke z zelo oddaljenega svetila ($a \to \infty$).

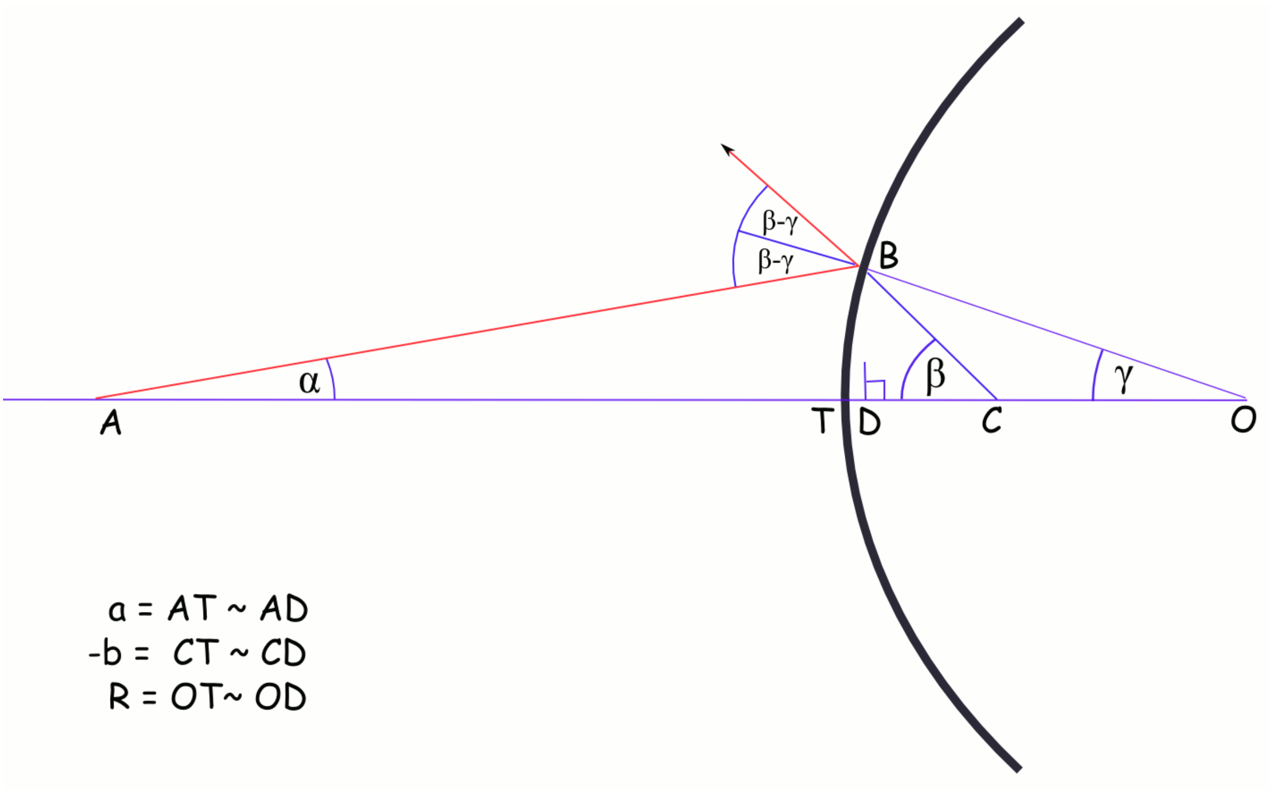


Sl. 34: Odboj svetlobe na vboklem zrcalu. Žarek iz točke A se odbije v točki B in seka optično os zopet v točki C. V tekstu razložimo, da se vsi žarki iz točke A po odboju na zrcalu zopet sekajo v točki C. Torej v C nastane slika točke A. Slika ni risana v merilu, saj bi moral biti premer zrcala mnogo manjši od njegove oddaljenosti od točk A, O in C.

Na ekvivalenten način lahko obravnavamo tudi odboj na izboklem zrcalu, ki ga imenujemo tudi konveksno (slika 35). Zopet z *a* označimo razdaljo točke A od temena zrcala. Ker je točka C sedaj v zrcalu, njeno razdaljo od temena po dogovoru označimo kot *-b. T*orej ima *b* negativno vrednost. Podobno kot prej zapišemo $BD = a \text{ tg } \alpha = -b \text{ tg } \beta = R \sin \gamma$ in zato $a\,\alpha = -b\,\beta = R\,\gamma$. Ker je $2(\beta - \gamma) = \alpha + \beta$, sledi $\gamma = (\beta - \alpha) / 2$. Ko v zvezi za BD izrazimo β in γ z α, dobimo $(a + R/2)\,\alpha = (R/2)\, a/(-b)\,\alpha$ in po deljenju z $a\,(R/2)\,\alpha$ tudi končni izraz

$1/a + 1/b = 1/f$, kjer je $f = - R/2$	Enačba izboklega (konveksnega) zrcala

V enačbi kot α ne nastopa, torej velja taka zveza za vse žarke, ki izhajajo iz točke A. Vsi ti žarki se torej obnašajo, kot bi izhajali iz točke C. Točka C je torej navidezna lega svetila. Enačba povezuje razdaljo svetila (*a*) od zrcala z razdaljo navidezne slike (*b*), ki je izvor žarkov. Velikost razdalje *b* v enačci je negativna. V enačbi nastopa tudi konstanta, ki je odvisna od lastnosti zrcala. Po analogiji z vboklim zrcalom jo označimo z f in imenujemo goriščna razdalja. Za izboklo zrcalo je goriščna razdalja negativna. Če zrcalo odbija žarke z zelo oddaljenega svetila (a → ∞), se zdi, kot da bi izhajali iz točke $-f$ za temenom zrcala.



Sl. 35: Odboj svetlobe na izboklem zrcalu. Žarek iz točke A se odbije v točki B in se obnaša, kot bi izhajal iz točke C na optični osi. V tekstu razložimo, da vsi žarki iz točke A po odboju tvorijo pahljačo, ki navidezno izhaja iz točke C. Torej v C nastane navidezna slika točke A. Slika ni risana v merilu, saj bi moral biti premer zrcala mnogo manjši od njegove oddaljenosti od točk A, O in C.

Astronomski teleskop

Vboklo zrcalo zbere žarke iz svetila na razdalji *a* v gorišču, ki je na razdalji *b* od temena zrcala. Če je svetilo zmaknjeno z optične osi zrcala, tako da oklepa z optično osjo v temenu zrcala določen kot, je tudi njegova slika gledano s temena zmaknjena z optične osi za enak kot. Tako nam vboklo zrcalo da slike objektov na nebu. Slike so nanizane v ravnini pred zrcalom. Zvezde, planeti itd. so seveda zelo daleč v primerjavi z goriščno razdaljo zrcala, zato slike nastanejo v goriščni ravnini na razdalji f pred zrcalom. Če bi v to ravnino postavili detektor za svetlobo, npr. fotografski film, bi nam ta zabeležil sliko neba. V vidni svetlobi tak način, ki mu pravimo slikanje v primarnem gorišču, redko uporabljamo. Problem je zlasti v tem, da je pri taki postavitvi detektor svetlobe pred zrcalom in neposredno v vpadnem snopu svetlobe, ki jo zbiramo z zrcalom. Kot detektor svetlobe danes le redko uporabljamo film. Svetlobo beležimo z digitalnimi detektorji CCD, te pa je treba hladiti, kar povzroča mešanje zraka in se tako težko izognemo migotanju zraka pred zrcalom, kar zmanjšuje kvaliteto dobljenih slik. Pogosto zbrane svetlobe tudi ne zabeležimo takoj, ampak jo pred tem analiziramo. Ustrezne naprave, na primer spektrografi, so lahko zelo velike in jih ni mogoče namestiti v goriščno ravnino zrcala, saj bi nam pokrile precejšen del vpadne svetlobe. Rešitev za opazovanja v vidni svetlobi bomo opisali spodaj, tu le omenimo, da opazovanje z enim samim vboklim zrcalom uporabljajo teleskopi za beleženje radijskih valov iz vesolja. Njihov izgled je podoben kot pri krožniku za satelitsko televizijo, le da so mnogo večji in tako lahko zaznajo precej šibkejše signale. Največji je krožnik v Arecibu, ki ima premer kar 300 m.

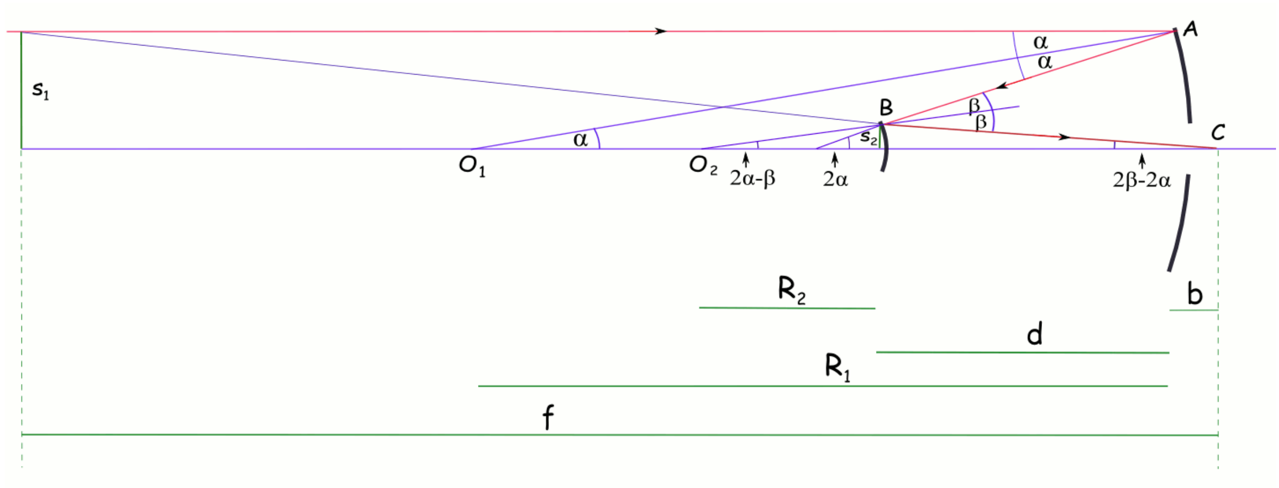
Sl. 36: R*adijski teleskop v Arecibu (Portoriko) je največji svoje vrste. 305 metrov širok vbokel „krožnik“ radijske signale iz vesolja zbira v anteni, ki je obešena na žicah nad njim. Teleskop je podoben krožnikom, ki jih uporabljamo za sprejem signalov satelitske televizije, je pa mnogo večji in zato bolj občutljiv.*

Ker zbrane svetlobe nočemo beležiti v goriščni ravnini zbiralnega zrcala, jo moramo preusmeriti vstran. Že Isaac Newton je uporabil ravno zrcalce nagnjeno za 45^{o} glede na optično os, ki ga je postavil pred gorišče primarnega zrcala. Danes to rešitev le redko uporabljamo, saj nastane slika daleč nad zbiralnim zrcalom. Ker so instrumenti za analizo in beleženje svetlobe pogosto relativno težki in je ročica razdalje do zbiralnega zrcala dolga, je težko zagotoviti potrebno togost celotne konstrukcije.

Ves čas obravnavamo le teleskope z zbiralnim zrcalom, pravimo jim reflektorji. Alternativa bi bila zbiranje svetlobe z lečo, takim teleskopom pravimo refraktorji. V astronomiji takih teleskopov že preko sto let skoraj ne uporabljamo. Razlog so težave v togosti konstrukcije. Zrcalo lahko podpremo od zadaj po celotni površini in tako z različnimi rešitvami (votlo podporno satovje, aktivna kontrola oblike zrcala) poskrbimo za željeno obliko. Nasprotno pa lahko lečo podpremo le na obodu. Ker so leče steklene in se steklo poveša pod lastno težo, ni mogoče narediti teleskopa, ki bi imel dovolj togo lečo s premerom znatno večjim od enega metra. V praksi leče uporabljamo za zbiranje svetlobe le v fotografiji (klasični fotografski objektivi) in pri daljnogledih (recimo binokularjih), medtem ko astronomski teleskopi uporabljajo izključno zrcala. Danes je mogoče narediti zrcala s premerom preko deset metrov.

Cassegrainov teleskop

Velika večina astronomskih teleskopov je danes tako imenovanega Cassegrainovega tipa. Svetlobo zbirajo z vboklim zrcalom. Pred goriščno ravnino tega (primarnega) zrcala pa stoji drugo (sekundarno) izboklo zrcalo. 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. Tako sta si primarno zrcalo in grozd analizatorjev in detektorjev blizu, torej ni problemov s togostjo konstrukcije. Tudi hlajenje, električni vodi, itd. so speljani za hrbtom primarnega zrcala in ne motijo svetlobe, ki jo to zbira. Kot bomo razložili spodaj, je v tem primeru nujno uporabiti izboklo sekundarno zrcalo, saj bi bilo ravno zrcalo preveliko in bi zato pokrilo preveč svetlobe, ki vpada na primarno zrcalo.



Sl. 37: Shematična pot žarka, ki vstopa vzporedno z optično osjo, skozi Cassegrainov teleskop. Žarek se najprej odbije na primarnem zrcalu (A), nato na sekundarnem (B) in kočno doseže gorišče (C) za primarnim zrcalom.

Slika 37 povzema geometrijsko situacijo pri prehod žarka, ki vpada vzporedno z optično osjo, skozi Cassegrainov teleskop. Najprej se odbije na vboklem primarnem zrcalu (A), nato na izboklem sekundarnem (B) in končno skozi luknjo v sredini primarnega zrcala doseže gorišče v točki C. Pri tem sta kota vpada glede na pravokotnico na zrcalo enaka α in β. Za žarek, ki bi vstopal poševno glede na optično os, bi bila situacija podobna, gorišče pa bi dosegel v goriščni ravnini, ki je pravokotna na optično os in gre skozi točko C. Krivinska radija zrcal sta R_1 in R_2, razdalja med zrcaloma pa *d*. Gorišče C je na razdalji *b* za primarnim zrcalom. Žarek se odbije v točkah A in B, ki sta na razdalji s_1 in s_2 od optične osi. Če je narisani žarek tisti, ki se odbije prav na robu obeh zrcal, velja $s_1 = D_1/2$ in $s_2 = D_2/2$, kjer sta D_1 in D_2 premera primarnega in sekundarnega zrcala. Žarki se po prehodu skozi Cassegrainov teleskop zberejo v gorišču, celotni optični sistem pa bi lahko nadomestili z eno samo zbiralno lečo, ki bi bila postavljena na razdalji *f* pred goriščem. Razdaljo *f* imenujemo efektivna goriščna razdalja sistema.

Iz slike 37 razberemo nekaj geometrijskih zvez, pri čemer upoštevamo, da so vsi koti majhni. Torej računamo v okviru geometrijske optike prvega reda.

$$2\beta-2\alpha = s_1/f,\ \alpha = s_1/R_1,\ 2\alpha-\beta = s_2/R_2,\ 2\alpha = s_2/(R_1/2-d)$$

Pri zadnji zvezi smo upoštevali, da je gorišče primarnega zrcala oddaljeno polovico njegovega krivinskega radija. Z deljenjem prvih dveh enačb dobimo izraz za razmerje β/α, ki ga nato vstavimo v kvocient tretje in četrte enačbe. Po preurejanju in ob upoštevanju zvez $f_1 = R_1/2$ in $f_2 = - R_2/2$ dobimo končni izraz

$f = f_1 f_2 / (f_1 + f_2 - d)$	Efektivna goriščna razdalja

Preostane še, da izračunamo razdaljo *b* med zrcalom in položajem goriščne ravnine. Zanima nas tudi razmerje premerov obeh zrcal: $D_2/D_1 = s_2/s_1$. Iz podobnih trikotnikov razberemo

$s_1/f = s_2 / (d+b)$, $s_1/f_1 = s_2 / (f_1 – d)$.

Tako sledi

$D_2/D_1 = 1 – d/f_1$	Razmerje velikosti zrcal

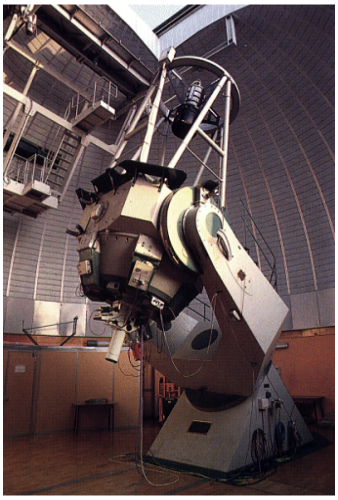
in

$b = f – d\,(1+f/f_1)$	Razdalja od primarnega zrcala do gorišča

Kot primer sestavimo Cassegrainov teleskop, ki bo imel efektivno goriščno razdaljo $f = 2000$ mm in primarno zrcalo z goriščno razdaljo $f_1 = 400$ mm in premerom $D_1 = 200$ mm. Gorišče naj bo na razdalji $b = 150$ mm za primarnim zrcalom. Iz zadnje enačbe razberemo, da mora biti razdalja med zrcaloma enaka $d = 308$ mm in da je razmerje premerov obeh zrcal enako $D_2/D_1 = 0{,}23$. Obračanje enačbe za efektivno goriščno razdaljo nam da še goriščno razdaljo sekundarnega zrcala: $f_2 = f\,(d – f_1) / (f – f_1) = -115$ mm. Sekundarno zrcalo je izboklo, zato je njegova goriščna razdalja negativna, njegov krivinski radij pa je enak 229 mm.

Zgornji primer nazorno kaže prednosti Cassegrainovega designa. Teleskop je v resnici precej kompakten. Njegova dolžina je enaka vsega $d+b = 458$ mm, obnaša pa se kot leča z dvometrsko efektivno goriščno razdaljo. Če bi v teleskopu svetlobo resnično zbirali z lečo, bi imeli opravka z dvometrskim „kanonom“, ki bi se seveda zvijal, pobešal, imel velik vztrajnosni moment, itd. Namesto tega je teleskop kompakten, trden, krajši od pol metra in s premerom 20 cm. Seveda je treba te prednosti plačati. Sekundarno zrcalo pokrije del primarnega zrcala, zato teleskop zbere manj svetlobe, kot bi je sicer. Vendar izgube niso prevelike. Ploščina kroga sekundarnega zrcala je enaka $\pi\,(D_2/2)^2$, ploščina kroga primarnega zrcala pa $\pi\,(D_1/2)^2$. Torej je delež izgubljene svetlobe enak $(D_2/D_1)^2 = 0{,}23^2 = 0{,}053$. Petodstotno izgubo je zaradi odličnih lastnosti takega kompaktnega sistema seveda mogoče tolerirati. K majhnosti sekundarnega zrcala odločilno prispeva njegova izboklost. Pri ravnem sekundarnem zrcalu bi veljalo $f = f_1$, $2d+b = f = f_1$ in $D_2/D_1 = (d+b)/(2d+b)$. Torej bi za $f_1 = 400$ mm dobili $d = (f_1-b)/2 = 125$ mm in $D_2/D_1 = 0{,}69$. Teleskop z dolžino $d+b = 275$ mm bi imel efektivno goriščno razdaljo 400 mm, vendar bi sekundarno zrcalo pokrilo skoraj pol svetlobe ($0{,}69^2 = 0{,}47$). Vsekakor dober dokaz, da potrebujemo izboklo sekundarno zrcalo.

Zgornji primer lahko skaliramo na večji teleskop, npr. tako da milimetre spremenimo v centimetre. Tako se pogovarjamo o 2-metrskem teleskopu, ki ima efektivno goriščno razdaljo 20 metrov, vendar je dolg vsega 4,6 metra. Take še vedno zmerne mere prispevajo k dejstvu, da je danes vsaj 90% profesionalnih astronomskih teleskopov prav Cassegrainovega tipa. Slika 38 kaže dva primera postavitev teleskopa, ki omogočata, da ga usmerimo v željeno smer in nato med opazovanjem določenega objekta sledimo navideznemu vrtenju neba.



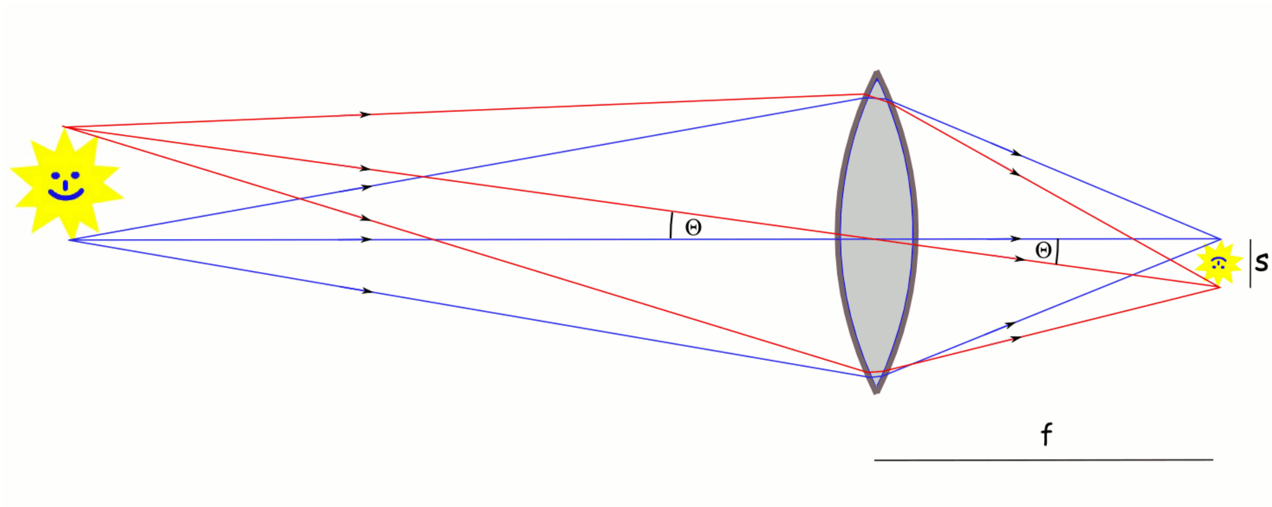
Sl. 38. Postavitve teleskopov. Levo je altazimutalna postavitev teleskopa Vega na Astronomsko geofizikalnem observatoriju na Golovcu. Teleskop se vrti okoli vodoravne (višinske – h – altitude) in navpične (azimutalne - A) osi. Med sledenjem navideznemu vrtenju neba moramo neenakomerno sukati obe osi, vrti pa se tudi slika v gorišču teleskopa. Zato pa so sile na konstrukcijo bolj stalne in se ta ne zvija. Desno je 1,8-metrski teleskop na observatoriju Asiago (Italija), ki je primer ekvatorialne postavitve. Tu je ena od osi usmerjena proti nebesnemu polu, zasuk okoli nje spreminja časovni kot (H), medtem ko je zasuk okoli pavokotne osi povezan z deklinacijo (δ). Sledenje pri ekvatorialni nastavitvi zahteva le enakomerno vrtenje okoli polarne osi, zato pa so sile na vilice v spremenljivih smereh, kar povzroča zvijanje konstrukcije.

Osnovne lastnosti optičnega sistema: zbiralna moč, velikost in svetlost slike in globinska ostrina

Sestava optičnega sistema, kot je zgoraj opisani Cassegrainov teleskop, je dokaj zapletena. Odboji na primarnem, sekundarnem zrcalu in morda pri bolj kompliciranih teleskopih še kakšnem. Pravilne razdalje med zrcali, ujemanje njihovih goriščnih razdalj. Precej komplikacij za uporabnika, ki pa ga te podrobnosti v resnici ne zanimajo. Astronom želi o teleskopu vedeti le dva podatka, ostalo prepusti optikom, ki so teleskop naredili. Ta dva podatka sta premer D zbiralne površine primarnega zrcala ter efektivna goriščna razdalja sistema f. Občasno bo govora tudi o njunem razmerju, ki mu pravimo goriščno razmerje $F = f / D$. Količini f in D imata obe enoto dolžine, njuno razmerje F pa je brez enot. Tako se bo katerakoli količina brez enot, ki jo bomo slišali navedeno kot osnovno lastnost astronomskega teleskopa ali fotografskega objektiva, nanašala na goriščno razmerje. Zapisi F8, f8, f/8, F=8, f=8 tako pomenijo isto, namreč da je vrednost goriščnega razmerja enaka osem.

Pogosto bomo v prvi sapi omenili le vrednost ene od teh količin. Ko bo astronom govoril o tem, da je opazoval z 2-metrskim teleskopom, bo to pomenilo, da je tak premer *D* zbiralne površine. Nasprotno bo fotograf omenil, da je sliko naredil s 300-milimetrskim objektivom. V tem primeru je taka vrednost efektivne goriščne razdalje *f*. Razlika je posledica osnovnih lastnosti optičnega sistema, ki je za posamezno rabo najpomembnejša.

Premer zbiralne površine *D* določa, koliko svetlobe bo zbral teleskop. Svetloba, zbrana v določenem času, je sorazmerna s ploščino zbiralne površine, torej z D^2. Dvometrski teleskop zbere v enakem času štirikrat več svetlobe od enometrskega, torej lahko enourno ekspozicijo na metrskem teleskopu primerjamo s 15-minutno na dvometrašu. Količina svetlobe, torej število zbranih fotonov z določenega objekta, je za astronoma najpomembnejša. Objekti v vesolju so pogosto tako daleč, da uspemo celo z velikimi teleskopi zbrati le po kak foton na sekundo na opazovani interval valovne dolžine. Tako je potrebni ekspozicijski čas dolg, pogosto okrog ene ure, in bi uporaba manjšega premera zbiralne površine zahtevala nepraktične mnogourne čase osvetlitve.



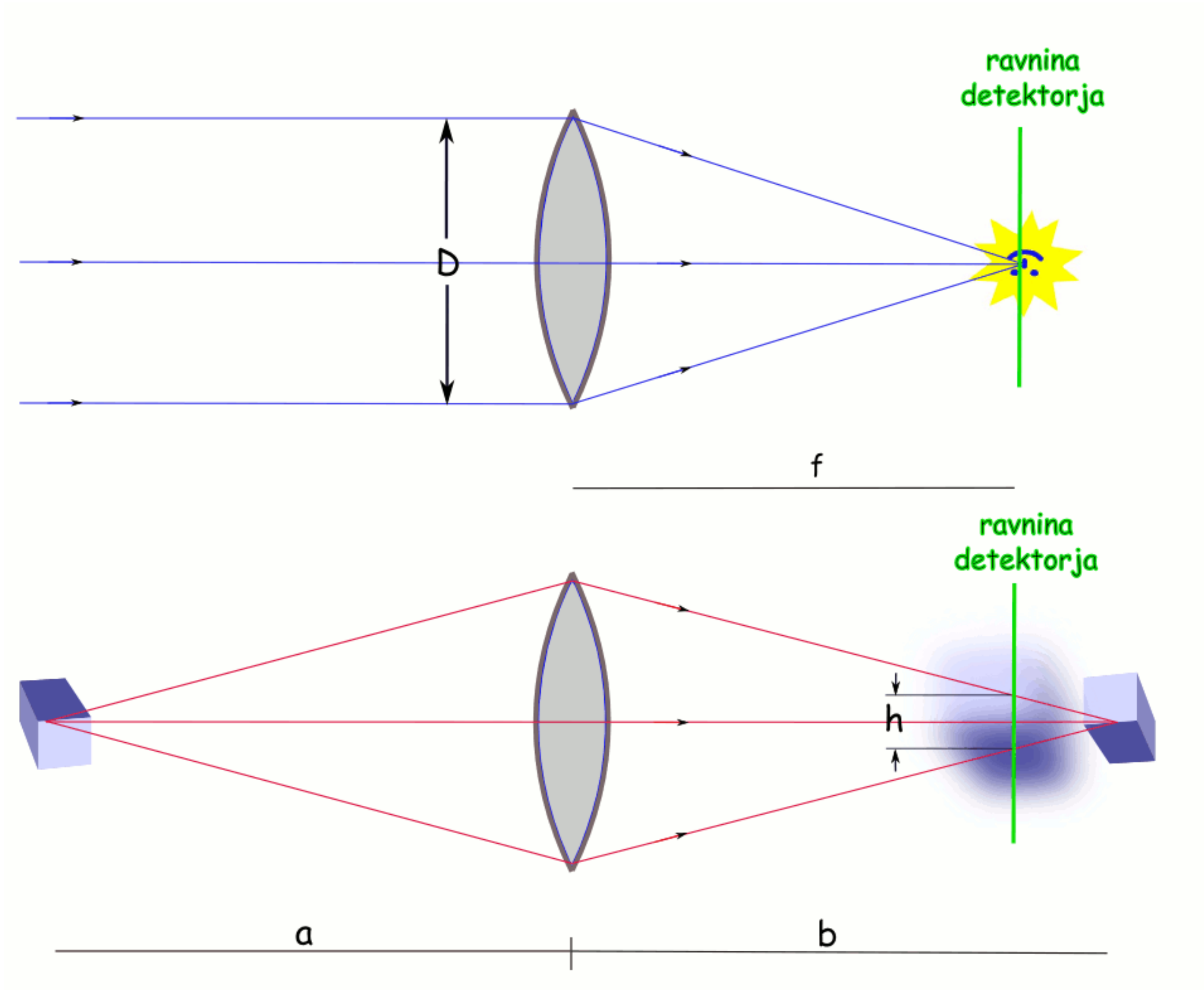
Sl. 39: Velikost slike zelo oddaljenega objekta je odvisna le od njegovega zornega kota Θ in efektivne goriščne razdalje sistema f. Slika ni risana v merilu, saj bi moralo biti Sonce bistveno bolj oddaljeno, tako da bi morali biti vsi žarki iste barve levo od leče vzporedni.

Efektivna goriščna razdalja *f* določa, kako veliko sliko nam bo dal teleskop. S slike 39 razberemo, da je velikost slike *s* enaka $s = f\,\Theta$, kjer je Θ zorni kot, pod katerim vidimo oddaljeni objekt. Enačba velja le za objekte, ki so mnogo dlje od velikosti goriščne razdalje *f*, kar je v astronomiji seveda vedno res. Velikost slike torej ni odvisna od premera zbiralne površine, ampak le od velikosti efektivne goriščne razdalje. Velikost slike je zelo pomembna pri fotografiji, zato tudi fotografi kot osnovno lastnost objektiva podajajo velikost njegove efektivne goriščne razdalje. Detektor, s katerim beležimo svetlobo, je v vsakem primeru enak, vendar bo širina pogleda odvisna od objektiva: objektiv s kratko goriščno razdaljo, recimo velikosti 25 mm, nam bo dal majhno sliko fotografiranega objekta. Povedano drugače, z detektorjem bomo objeli širok pogled. Torej 25-mm objektivu pravimo širokokotni. Slika bo pri 50 mm objektivu že večja, objektiv bo imel manjšo velikost zornega polja. Na drugi strani pa nam 300 mm objektiv da relativno veliko sliko celo za kotno majhne objekte. Torej vidimo npr. podrobnosti na zgradbi oddaljene planinske koče. To prednost plačamo z relativno ozkim zornim kotom pogleda. Za 300 mm objektiv torej rečemo, da je to teleobjektiv.

Povedano ilustrirajmo z astronomskim zgledom. Imejmo 70-cm teleskop z goriščnim razmerjem F = 8, svetlobo pa zbiramo s kvadratnim detektorjem s stranico 36 mm, ki ga sestavlja 4000x4000 za svetlobo občutljivih točk. Približno take so lastnosti teleskopa in enega od detektorjev na Astronomskem observatoriju na Golovcu. Izračunamo, da je goriščna razdalja takega teleskopa enaka $f = F D$ = 5,6 m. Torej na nebu detektor pokrije kot $\Theta = s / f$ = 0,036 m / 5,6 m = 0,0064 radiana = 0.0064 · 180°/π = 0,37°. Na detektor bomo torej spravili skoraj celotno (pol stopinje veliko) luno. Posamezna točka detektorja pokrije kot 0,37° / 4000 = 0,000092° = 0,33". V dobrih opazovalnih razmerah torej razmazanost slike zaradi migotanja atmosfere, ki dosega 1", pokrivajo po tri točke detektorja, kar je blizu optimalni rešitvi. Če bi enak detektor uporabili s 400 mm objektivom, bi slika zajemala 14-krat širši pogled (5°), vendar bi tudi vsaka točka detektorja pokrila kot 4,6", kar je precej grobo vzorčenje.

Naslednja zanimiva lastnost je svetlost slike. Ta je sorazmerna s svetlobnim tokom, ki osvetljuje posamezno točko detektorja. Očitno je sorazmerna s svetlobno zbiralno močjo teleskopa (sorazmerna z D^2) in obratno sorazmerna s površino slike, na katero teleskop razporedi to svetlobo. Slednja je sorazmerna z $s^2 = (f\,\Theta)^2$, torej sorazmerna z f^2, saj zornega kota slikanega objekta (Θ) s teleskopom ne moremo spreminjati. Tako je svetlost slike sorazmerna z $D^2/f^2 = 1/F^2$. Torej vrednost goriščnega razmerja (F) neposredno določa svetlost slike. Vrednost goriščnega razmerja pogosto spreminjamo v fotografiji, namesto velikosti goriščne razdalje namreč odpiramo oziroma zapiramo zaslonko, torej premer zbiralne površine *D*. Tako bo slika pri goriščnem razmerju F/16 temnejša kot pri razmerju F/11. Vrednosti goriščnega razmerja so pogosto označene vzdolž oboda objektiva. Beremo: 2; 2,8; 4; 5,6; 8; 11; 16; 22. Odkod take oznake, zakaj ne piše recimo 2; 4; 6; 8; ... ? Razlog spoznamo, če zapisane številke kvadriramo: 2^2, $2{,}8^2$, 4^2, $5{,}6^2$, 8^2, 11^2, 16^2, 22^2. Kalkulator nam pokaže, da je sedaj vsaka naslednja številka dvakrat večja od prejšnje. In ker je svetlost slike obratno sorazmerna s kvadratom goriščnega razmerja, bo slika pri zaslonki F/11 dvakrat svetlejša kot pri zaslonki F/16, ta pa še dvakrat svetlejša kot pri zaslonki F/22. Temnejšo sliko lahko seveda popravimo z daljšim ekspozicijskim časom. Zakaj sploh pa bi manjšali velikost vpadne odprtine oziroma „zapirali zaslonko“?

Z zapiranjem zaslonke, torej večanjem goriščnega razmerja *F*, dosežemo zahtevano globinsko ostrino fotografije. Fotograf namreč pogosto slika predmete, ki so zelo različno oddaljeni od fotoaparata in želi, da bi bile njihove slike na fotografiji ostre.



Sl. 40: K izpeljavi globinske ostrine. Če imamo fotoaparat izostren na zelo oddaljene objekte (zgoraj), je slika bližnjih objektov neostra (spodaj). Velja pa tudi obratno.

Vzemimo, da imamo fotoaparat izostren na zelo oddaljene objekte, torej je ravnina svetlobnega detektorja na efektivni goriščni razdalji f za objektivom (slika 40). Če z enako postavitvijo slikamo bližnji objekt na razdalji a, bo njegova slika neostra, saj bi dobili ostro sliko šele na razdalji b za objektivom. Velikost „zmazka" je enaka h. S podobnimi trikotniki ugotovimo, da je $D/b = h/(b-f)$, medtem ko nam enačba leče (ki je enaka enačbi vboklega zrcala) da $1/a + 1/b = 1/f$. Iz prve enačbe izrazimo $h = D\,(1-f/b)$. Ko $1/b$ izrazimo iz enačbe leče, dobimo po preurejanju $h = Df/a$, oziroma

$$h = f^2 / (aF) \qquad \text{Izraz za globinsko ostrino}$$

kjer smo premer vhodne odprtine izrazili z goriščnim razmerjem F. Dopustno velikost razmazanosti h nam določa velikost točk našega detektorja. Vidimo pa, da je pri fiksni goriščni razdalji slika bolj ostra ob večjem goriščnem razmerju F. Obenem so problemi z globinsko ostrino prisotni predvsem pri teleobjektivih (velika vrednost f) ter če slikamo bližnje objekte (majhen a). Na koncu omenimo, da je velika globinska ostrina včasih zaželena, drugič pa pač ne. Če slikamo rožo ali delamo portret, bo kar prav, da je ozadje zamazano, saj tako osrednji motiv pride bolje do izraza (slika 41). Tako bomo pri dani goriščni razdalji bolj odprli zaslonko (zmanjšali F). Ker bo v fotoaparat ob manjšem F in zato večjem D prišlo več svetlobe, bo treba tudi skrajšati čas osvetlitve.

Sl. 41. Fotografija rože je mnogo lepša, če je ozadje zamegljeno. Torej je zaslonka (D) odprta, gorišćno razmerje (F=f/D) majhno in zato je majhna tudi globinska ostrina. Lilija na gori Cintu na Korziki, osvetlitev 1/400 s, F=5,6, f =35 mm (za 35 mm detektor), točkovno ostrenje.

Globinska ostrina je pomembna v fotografiji, ne pa v astronomiji. Tam so vsi objekti praktično neskončno daleč, zato je tudi globinska ostrina posnetka lahko izjemno slaba. Za Cassegrainov teleskop, ki smo ga omenili zgoraj (D=0,7 m, F=8, f=5,6 m) bo razmazanost h enaka velikosti točke detektorja (9 mikrometrov = $9 \cdot 10^{-6}$ m) pri razdalji a =436 km! Torej se ni čuditi, da je s takim teleskopom težko posneti silhueto aviona ali ptiča, ki leti pred sliko polne lune. Obenem pa bo morebitna veja drevesa, ki nam bo napoti pri opazovanju, le vzela nekaj svetlobe, nikakor pa na posnetku ne bo dala ostre sence.

Detektorji svetlobe

Do sredine osemdesetih let prejšnjega stoletja so astronomi za beleženje svetlobe uporabljali film ali pa fotopomnoževalko (ki so jo navadno imenovali fotometer). Danes je oba nadomestil čip CCD (Charge Coupled Device). Na njegovi površini je pravokotna matrika za svetlobo občutljivih točk, ki so navadno kvadratne oblike. Vpadna svetloba sproži nastanek prostih elektronov, ki jih po ekspoziciji preštejemo, informacijo pa zapišemo v računalniško datoteko. Izkoristek teh detektorjev je izjemno visok, najboljši detektorji zabeležijo preko 90% vpadne vidne svetlobe. To številko lahko primerjamo s fotografskim filmom, ki navadno zabeleži manj ko 1%, s posebej pazljivim ravnanjem pa do 3% svetlobe. Detektor lahko zabeleži zelo velike razpone svetlobnega toka, saj je na vsaki točki sposoben registrirati od vsega nekaj pa do več desettisoč elektronov. Torej lahko hkrati opazujemo zelo temne in zelo svetle objekte, kar je pri astronomskih objektih, ki so pogosto na močno različnih oddaljenostih od Zemlje in tudi zelo različno svetli, zelo uporabno. Zopet je to odločilna prednost v primerjavi s filmom, kjer je razmerje osvetljenosti med presvetljenim in podosvetljenim delom slike manjše od 16 ($16 = 2^4$, torej 4 zaslonke). CCD posnetek se takoj po osvetlitvi prebere v računalnik, kjer si posneto sliko lahko takoj ogledamo in tako presodimo, ali so bile nastavitve in opazovalni pogoji pravšnnji za naš namen. Pri filmu smo morali čakati do jutra, oziroma do njegovega razvijanja v fotolaboratoriju. V fotografiji se poleg detektorjev CCD precej uporabljajo tudi detektorji CMOS. Njihova prednost je hitrejše branje posnetka, vendar nam bralna elektronika pobere precejšen del svetlobne površine posamezne točke detektorja. Zato detektorji CMOS niso primerni za kvantitativne meritve in se v astronomiji praviloma ne uporabljajo.

Detektorji CCD so na trgu v različnih velikostih oziroma formatih. Zlasti v fotografiji so oznake, ki jih med lastnostmi fotoaparata navajajo proizvajalci, precej kriptične. Lastnosti najbolj pogostih formatov so opisane v spodnji tabeli. Vidimo, da je večina detektorjev manjša od 35 mm velikosti običajnega filma. Kljub temu proizvajalci navajajo goriščno razdaljo v 35 mm formatu. Tako je posnetek s 50 mm goriščnico v primeru detektorja 1/1.8“ dejansko narejen z objektivom z goriščno razdaljo 50 mm · 8,933/43.3 = 10,3 mm. Ustrezno manjša je tudi odprtina zaslonke, vrednost goriščnega razmerja pa ostaja enaka. Fotoaparati z majhnimi senzorji CCD imajo torej zelo veliko globinsko ostrino, kar je še posebej očitno pri fotoaparatih v mobilnih telefonih, kjer ostrine skoraj ni mogoče zgrešiti. Detektorji v astronomiji so podobnih velikosti ali nekoliko večji, največji imajo kvadratni format s stranico 50 mm. Če želimo pokriti večjo površino, uporabimo mozaik detektorjev CCD, kjer so med detektorji majhne reže. Tipičen primer so detektorji v goriščni ravnini satelita Kepler.

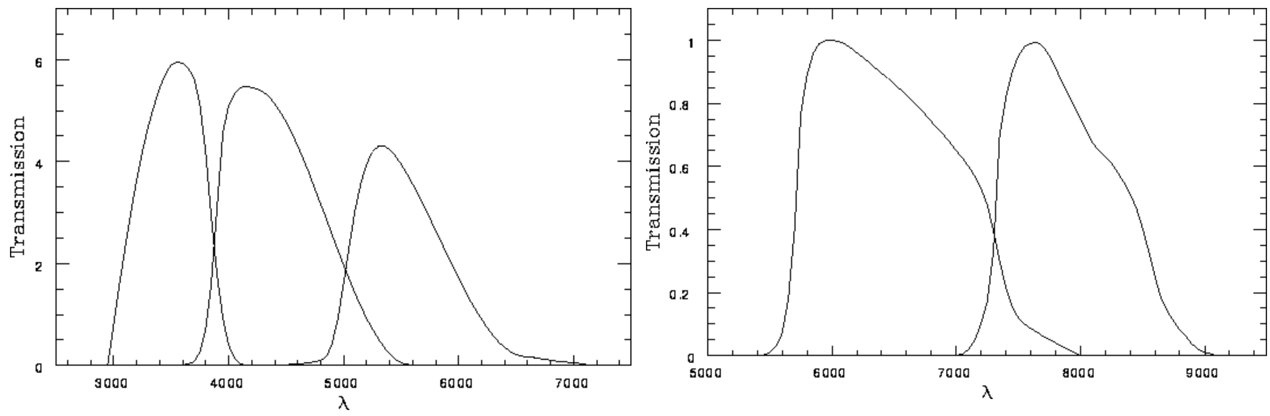
Površina detektorja je razdeljena na posamezne točke. Te so navadno kvadratne oblike, formati astronomskih detektorjev pa dosegajo do 4096x4096 točk. Pri izbiri detektorja je pomembno, da velikost točke detektorja prilagodimo pričakovani kotni ločljivosti teleskopa. Najboljše rezultate dobimo, če najmanjši kot, ki ga želimo razločiti, pokrijemo s približno tremi točkami detektorja. Če je ciljna ločljivost enaka eni ločni sekundi, bomo tako izbrali točke s stranico, ki je enaka približno tretjini ločne sekunde. Na teleskopu Vega na Golovcu, ki ima efektivno goriščno razdaljo enako 5,6 metra, bomo tako uporabili točke s stranico (5,6 m) π/180/3600/3 = 9 μm.

Tabela velikosti detektorjev CCD. Pri velikosti 1.8" (ki včasih nosi oznako ASP-C) obstaja več variant, s širinami od 21,5 mm do 28,7 mm.

Oznaka	**Razmerje stranic**	**Velikost (mm)**		
		diagonala	širina	višina
1/3.6"	4:3	5.000	4.000	3.000
1/3.2"	4:3	5.680	4.536	3.416
1/3"	4:3	6.000	4.800	3.600
1/2.7"	4:3	6.721	5.371	4.035
1/2.5"	4:3	7.182	5.760	4.290
1/2"	4:3	8.000	6.400	4.800
1/1.8"	4:3	8.933	7.176	5.319
1/1.7"	4:3	9.500	7.600	5.700
2/3"	4:3	11.000	8.800	6.600
1"	4:3	16.000	12.800	9.600
4/3"	4:3	22.500	18.000	13.500
1.8"	3:2	28.400	23.700	15.700
35 mm film	3:2	43.300	36.000	24.000

Detektorji CCD so občutljivi za širok pas valovnih dolžin svetlobe, od modre preko rumene in rdeče do bližnje infrardeče. Tako nam sam detektor CCD ne pove, kakšne valovne dolžine ali vsaj barve je bil zabeleženi foton. Pred goriščno ravnino zato postavimo filter, to je barvno stekelce, ki prepušča le omejen pas valovnih dolžin. V astronomiji zelo pogosto uporabljamo barvne filtre z oznakami U, B, V, R in I. Slika 42 kaže prepustnosti izmerjene za filterski set na teleskopu Vega na Golovcu. Če želimo barvno sliko, astronomi posnamemo objekt zaporedoma skozi posamezna barvna stekla, nato pa posnetke poravnamo in sestavimo v barvni posnetek. Pri fotografih je drugače, saj jih – za razliko od astronomov, ki praviloma slikajo časovno nespremenljive objekte – motiv ne „čaka". V fotoaparatih je zato pred detektor nameščen mozaik sestavljen iz treh vrst barvnih stekelc. Vsaka točka detektorja je tako osvetljena le z določeno barvo, združevanje take mozaične informacije v barvno sliko in njena interpolacija na polno ločljivost pa je prepuščena programski opremi v fotoaparatu. Tak način v astronomiji ni uporaben, saj so slike zvezd skoraj točkaste in zato interpolacija barv ni možna. Če želimo z navadnim fotoaparatom posneti barve zvezd v določenem ozvezdju, je uporaben trik, da fotoaparat defokusiramo (izostrimo na majhno razdaljo) in posnamemo zmazane slike zvezd, ki bodo tako pokrile po več točk detektorja in omogočile dobro interpolacijo.

Na koncu omenimo še problem prezentacije rezultatov. Detektor CCD je sposoben zabeležiti izredno veliko število odtenkov sivine. Praviloma več, kot jih lahko prikaže računalniški monitor ali vsaj, kot jih lahko zabeleži naše oko. Zato si pogosto pomagamo tako, da odtenke sivine preslikamo v primerno atraktivno barvno lestvico. Pravimo, da je posnetek prikazan v umetnih barvah. Tako je mogoče „popleskati" tudi posnetke zabeležene v valovnih dolžinah zunaj območja vidne svetlobe. Alternativa je posnetek v pravih barvah, kjer smo se s sestavljanjem posnetkov narejenih skozi različna barvna stekla močno potrudili, da je slika taka, kot bi jo zabeležilo naše oko (če bi seveda gledalo skozi ogromen teleskop). Rezultat je zlasti za zvezde pogosto precej sivkast, saj zvezde niso posebej izrazitih barv. Tako se včasih zatečemo še k tretji možnosti, to so poudarjene barve. Rezultat je podoben, kot če bi na domačem televizorju močno povečali barvni kontrast: rdečkast nadih postane krvavo rdeč, rahlo moder odtenek pa podoben barvi Jadrana. Taka slika običajnega fotografskega motiva bi izgledala kičasto, v vesolju pa tako poudarimo barvno informacijo. Največ astronomskih slik je v umetnih barvah, sledijo tiste v poudarjenih (enhanced colour), medtem ko je najmanj tistih v pravih barvah (true colour).



Sl. 42. Od leve proti desni: prepustnosti filtrov U (ultraviolet), B (blue), V (visual), R (red) in I (infrared) filterskega seta teleskopa Vega na Astronomsko geofizikalnem observatoriju na Golovcu. Valovna dolžina na abscisni osi je v Angstromih (1 Å = 10^{-10} m).

Astronomske magnitude

Astronomski objekti so na zelo različnih razdaljah od Zemlje, pa tudi njihova moč (izsev) je zelo različen. Torej je razpon možnih gostot svetlobnega toka zelo velik. Zato ga je praktično meriti v logaritmični skali. V astronomiji tako gostoto svetlobnega toka pogosto izražamo v navideznih magnitudah. Objekta z gostotama svetlobnega toka j_1 in j_2 imata magnitudi m_1 in m_2, za kateri velja zveza:

$m_1 - m_2 = -2{,}5 \log (j_1 / j_2)$ Navidezna magnituda in gostota svetlobnega toka.

Logaritem je desetiški. Številski faktor 2,5 poskrbi, da spoštujemo zgodovinski dogovor, da razmerje 100 v gostotah svetlobnega toka ustreza razliki 5 magnitud. Negativni predznak pomeni, da so objekti z višjo vrednostjo magnitude temnejši. Ničla magnitudne skale je postavljena tako, da so navidezno najsvetlejše zvezde na nebu blizu prve magnitude. Najtemnejše zvezde, ki jih daleč od luči in ko Luna ni nad obzorjem, še vidimo brez optičnih pomagal, so šeste magnitude. Največji observatoriji lahko opazujejo zvezde do približno 26. magnitude. Ker gostota svetlobnega toka pada s kvadratom razdalje, je objekt 26. magnitude 100-milijonkrat temnejši ali pa desettisočkrat dlje od objekta 6. magnitude.

Kot smo že omenili, navadno snemamo skozi barvne filtre. Tako zapisi V=6,0, B=7,0 in B-V=1,0 pomenijo, da je navidezna V magnituda enaka 6, navidezna B magnituda 7, medtem ko je barvni indeks B-V enak 1. Slednji nam pove nekaj o barvi objekta, kar je pogosto odraz njegove temperature. Velike vrednosti barvnega indeksa ustrezajo rdečim, majhne ali negativne pa modrim objektom.

Vrednost navidezne magnitude je odvisna tako od dejanskega izseva objekta kot od njegove oddaljenosti od Zemlje. Slednja nima veliko skupnega s fizikalnimi lastnostmi objekta. Zato v astronomiji uporabljamo še eno količino, ki ji pravimo absolutna magnituda. Ta je enaka navidezni magnitudi, če bi bil naš objekt na standardni oddaljenosti od Zemlje. Po dogovoru je ta dogovorjena standardna oddaljenost vedno enaka 10 parsekom. Absolutno magnitudo vedno pišemo z velikimi črkami. Tako lahko za dani objekt zapišemo zvezo med njegovo absolutno magnitudo M, navidezno magnitudo m in oddaljenostjo d merjeno v parsekih:

$m - M = 5 \log(d) - 5$ Zveza med navidezno in absolutno magnitudo.

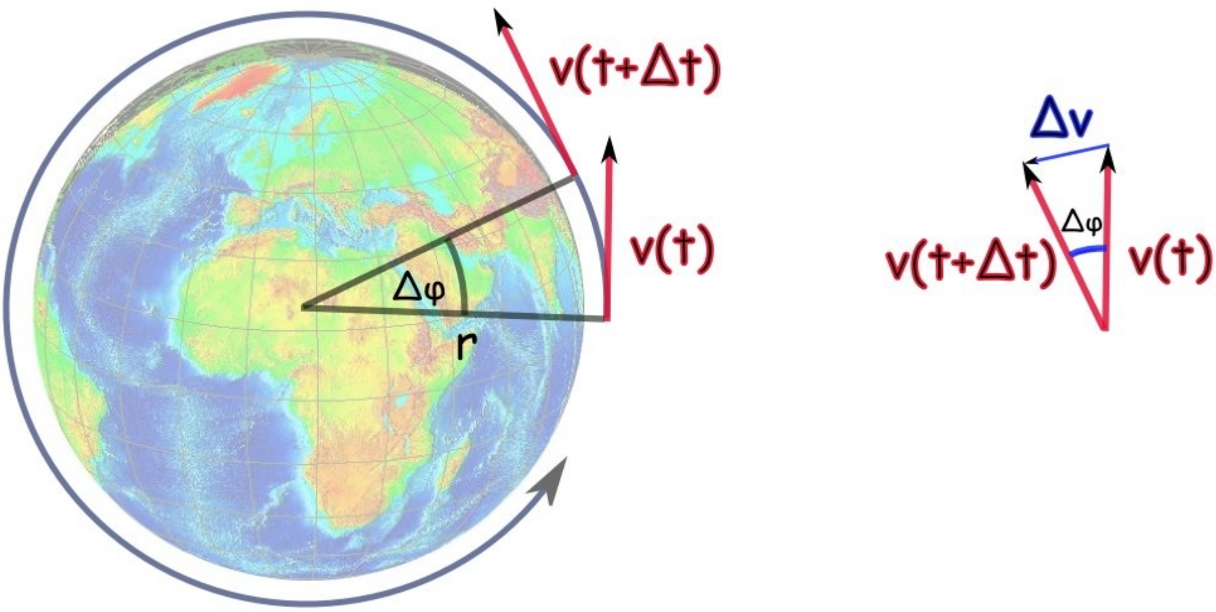
Tu smo predpostavili, da je prostor med objektom in Zemljo popolnoma prozoren za svetlobo. To je pogosto res, včasih pa v prostoru med zvezdami pride tudi do absorpcije svetlobe. V tem primeru se razlika med navidezno in absolutno magnitudo poveča.

OSNOVNE LASTNOSTI ZEMLJE IN SONCA

Newtonov gravitacijski zakon pravi, da je gravitacijska sila telesa z maso *M* na telo z maso *m,* ki se nahaja na razdalji *r*, enaka:

$m\ a = GmM/r^2$	Newtonov gravitacijski zakon

kjer je *a* gravitacijski pospešek in *G* gravitacijska konstanta (G = 6,67x10^{-11} m^3 kg^{-1} s^{-2}). Pomembno je, da je *r* razdalja med središčema teles, za telo na površini Zemlje torej Zemljin polmer.



Sl. 43: Sprememba hitrosti pri kroženju.

Za telo na Zemlji je: $a = g \approx 10$ m s^{-2}. Od tod masa Zemlje M ≈ 6 10^{24} kg, točnejša vrednost je enaka 5,94 10^{24} kg. To je nepredstavljivo velika številka. Lažje si predstavljamo povprečno gostoto: $\rho = M / (4\pi R^3/3)$ = 5500 kg/m^3, 5,5-krat več od gostote vode.

Poleg naravnega satelita Lune krožijo okoli Zemlje tudi umetni sateliti, ki jih je izstrelil človek. Če se tak satelit okoli središča Zemlje giblje po krogu s polmerom *r* in naredi en obhod v času *P*, je njegova hitrost enaka: $v = 2\pi r/P$. Pospešek je sprememba hitrosti deljena s spremembo časa: $a = \Delta v/\Delta t$. S skico vidimo, da je $\Delta v = v\ \Delta\varphi = v\ (2\pi\ \Delta t/P)$. Torej je pospešek enak $a = v\ (2\pi\ /P) = v\ (v/r) = v^2/r$. Sedaj uporabimo Newtonov gravitacijski zakon $m\ a = GmM/r^2$, ki smo ga omenili zgoraj, in dobimo hitrost telesa, ki kroži okoli mase M po krogu s polmerom r:

Hitrost na krožnem tiru.

$$v = (GM/r)^{1/2}$$

Za satelit, ki kroži okoli Zemlje 400 km nad površjem, dobimo, ko vstavimo r = 6380+400 km = 6780 km, v = 7,6 km/s. Umetni satelit ne sme pasti na Zemljo, zato se mora v vodoravni smeri gibati s hitrostjo skoraj 8 kilometrov v sekundi. Tako pada proti Zemlji enako hitro, kot se krivi tudi okroglo Zemljino površje. Sateliti na večjih razdaljah od Zemlje bi se gibali nekoliko počasneje. Na razdalji Lunine tirnice bi bila hitrost satelita približno kilometer v sekundi. Vendar je satelite v bolj oddaljene tirnice spraviti še težje, saj moramo poleg kinetične energije gibanja dati satelitu tudi dovolj potencialne energije.

Hitrost na krožnem tiru lahko izrazimo z obhodnim časom P: $v = 2\pi r/P$ in tako dobimo $2\pi r/P = (GM/r)^{1/2}$, kar nam da tretji Newtonov zakon:

$$r^3/P^2 = GM/(4\pi^2)$$ Tretji Newtonov zakon

Ta povezuje polmer tira r z obhodnim časom P in maso telesa M okoli katerega krožimo. Zgoraj omenjeni satelit 400 km nad Zemljinim površjem naredi en obhod v času P = 5570 s = 93 minut. Ker se v tem času Zemlja zavrti za 23 stopinj, satelita, ki je bil viden iz Slovenije, pri naslednjem obhodu iz naših krajev ne bomo mogli videti, pač pa ga bodo lahko opazovali prebivalci pokrajine Korunja na severozahodu Španije (glej sliko 14). Po 31 obhodih, torej 31*5570 s = 172670 s ≈ 2 dni kasneje, pa bo ta satelit zopet viden iz Slovenije. Lahko pogled tudi obrnemo. Ta satelit bo namreč vsake dva dni lahko opazoval Slovenijo. Če je ravnina njegovega tira skoraj pravokotna na ravnino ekvatorja (pravimo, da je tak satelit v polarnem tiru), bo lahko v teh dveh dneh posnel vsak košček Zemlje. To je lastnost, ki jo cenijo obveščevalci, vohuni, pa tudi za človeštvo koristnejša uporaba opazovanja Zemljinega površja, kot je kartiranje vegetacije, rabe tal, itd.

Bolj oddaljeni umetni sateliti potrebujejo za en obhod okoli Zemlje daljši čas. Če je razdalja satelita od Zemljinega središča enaka 42 tisoč kilometrov, je njegova obhodna doba en dan. Če tak satelit kroži v smeri od zahoda proti vzhodu v ravnini Zemljinega ekvatorja, se z Zemlje zdi, da stalno miruje na isti točki na nebu. Takemu satelitu pravimo geostacionarni satelit. Večino uporabljajo za komunikacijske namene (npr. sateliti Inmarsat), kot oddajnike satelitske televizije (npr. sateliti Astra in Hotbird) in za opazovanje vremena (npr. sateliti Meteosat). Več o umetnih satelitih in njihovem opazovanju najdemo na www.heavens-above.com.

Ta zveza in tudi vse zgornje enačbe veljajo, če je masa telesa M mnogo večja od mase krožečega telesa. To prav gotovo velja za satelit in Zemljo. Dokaj dobro velja tudi za kroženje Lune okoli Zemlje. Lahko pa jo uporabimo tudi za kroženje Zemlje okoli Sonca. V tem primeru je r polmer Zemljinega tira ($r = d_{\odot}$ = 150 milijonov km), obhodni čas P pa eno leto. Tretji Newtonov zakon nam tako omogoči izračun mase Sonca

$$M_\odot = 4\,\pi^2\,(1{,}5\ 10^{11}\ \mathrm{m})^3 / (6{,}67\ 10^{-11}\ \mathrm{m}^3\,\mathrm{kg}^{-1}\,\mathrm{s}^{-2}) / (365{,}25*24*3600\ \mathrm{s})^2 = 2\ 10^{30}\ \mathrm{kg}.$$

Masa Sonca je zelo velika, 335-tisočkrat večja od Zemljine. Kot pri Zemlji si bomo tudi pri Soncu rezultat lažje predstavljali, ko bomo uporabili polmer Sonca ($R_\odot = 7\ 10^8$ m) in izračunali povprečno gostoto Sonca:

$$\rho_\odot = M_\odot / (4\pi R_\odot^3/3) = 1400\ \mathrm{kg/m^3},$$

ali nekaj več od gostote vode. Sonce ima malo več kot stokrat večji polmer od Zemlje in zato nekaj več kot milijonkrat večjo prostornino. Njegova masa 335-tisočkrat večja od Zemljine, torej je njegova povprečna gostota približno trikrat manjša od povprečne gostote Zemlje. Vsekakor si to številko lahko predstavljamo.

Sedaj lahko razumemo tudi gibanje Zemlje in ostalih planetov okoli Sonca. Zemljina hitrost na krožnem tiru okoli Sonca je enaka $v_Z = (GM_\odot/d_\odot)^{1/2} = 30$ km/s. Planeta Merkur in Venera, ki sta bližje Soncu, se gibljeta hitreje, bolj oddaljeni planeti pa počasneje od Zemlje. V tretjem Keplerjevem zakonu za gibanje planeta okoli Sonca nastopa na desni strani enačaja poleg gravitacijske konstante in številskih faktorjev le masa Sonca. Torej je vrednost desne strani za vse planete enaka (to je bila tudi originalna oblika Keplerjevega zakona). Tako nam tretji Keplerjev zakon pove, da imajo bolj oddaljeni planeti daljši obhodni čas. Jupiter, ki je 5,2-krat tako daleč od Sonca kot Zemlja, obkroži Sonce v 11,8 letih. Torej v enem Zemljinem letu Jupiter opravi dvanajstino obhoda okoli Sonca. Podobno potrebujemo približno 13 mesecev, da je relativni položaj Sonca, Zemlje in Jupitra enak. Leta 2008 je bil Jupiter na nasprotni strani kot Sonce julija, leta 2009 pa se bo to zgodilo avgusta.

Položaj lahko primerjamo s prometom v križišču: avtomobili, ki vozijo po notranjih pasovih vozijo hitreje, pa še krajšo pot imajo za en obhod. Torej je razumljivo, da hitreje opravijo en obhod. (Govoriti o več obhodih po križišču, tudi Tomačevskem, se zdi pretirano – tovrstne izkušnje pa si ni težko pridobiti npr. pri vožnji okrog Slovoloka zmage v Parizu.) Primerjavo s križiščem uporabimo tudi za razlago relativnega gibanja planetov. Tako kot se avtomobilistu na notranjem prehitevalnem pasu zdi, da avtomobili na zunanjih pasovih vozijo vzvratno, se tudi nam zdi, da se zunanji planeti gibljejo v obratni smeri, ko jih skupaj z Zemljo prehitevamo. Tedaj je Zemlja med zunanjim planetom in Soncem, torej je planet z Zemlje viden ponoči (saj tedaj gledamo proč od Sonca - pravimo, da je planet v opoziciji). Ko je Zemlja na drugi strani Sonca kot planet (ki je zato viden le zjutraj ali zvečer), opazimo pravo smer gibanja planeta okoli Sonca (uporablja se tudi izraz napredna smer). Med dohitevanjem se nato planet navidezno ustavi (pravimo, da pride do zastoja), se med prehitevanjem giblje vzvratno, nato se zopet ustavi in se, ko ga dokončno prehitimo, zopet giblje v napredni smeri. Pri Merkurju in Veneri je drugače, saj sta ta dva planeta bližje Soncu kot Zemlja. Zato nas onadva prehitevata in ne mi njiju. Venero opazimo na večernem nebu kot Večernico. Nato nas prehiteva in ni vidna, saj nam kaže svojo neosvetljeno stran. Po prehitevanju jo opazimo na jutranjem nebu kot Danico. Temu sledi položaj, ko je Venera na drugi strani Sonca kot Zemlja. Ker je polmer Venerinega tira manjši od Zemljinega, je Venera na nebu vedno skoraj hkrati s Soncem, ki nas slepi s svojo svetlobo. Najbolje jo zato vidimo v fazi Večernice ali Danice, ko je njena kotna razdalja od Sonca največja. Situacija pri Merkurju je podobna, le da je ta še bližje Soncu in je zato slabše viden.

Tu si prosim preberite poglavje „Sonce“ v knjigi Pot skozi vesolje (Modrijan 2002). Numerične ocene, ki so omenjene v tekstu tega poglavja, smo podrobneje naredili pri predavanjih. Podatke o trenutni aktivnosti Sonca in dogajanjih v Osončju najdete na www.spaceweather.com *.*

Omenili smo že, da je gostota svetlobnega toka s Sonca ob Zemlji enaka $j_Z = 1{,}4\ \mathrm{kW/m^2}$. Tej količini pravimo tudi solarna konstanta. Sonce seva v vse smeri enako, torej sprejema vsak kvadratni meter površine, ki je na Zemljini razdalji od Sonca in pravokotna na sončne žarke, tok 1,4 kW. Ti kvadratni metri ležijo na površini krogle s polmerom $d_\odot$. Skupni tok je tako enak

$L_\odot = j_Z\,(4\pi\, d_\odot^2) = 1400\ \mathrm{W/m^2}\ 4\pi\,(1{,}5\ 10^{11}\ \mathrm{m})^2 = 4\ 10^{26}\ \mathrm{W}$	Izsev Sonca.

Ker je prostor okoli Sonca prozoren za svetlobo, je to tudi tok oziroma moč, ki zapušča Sončevo površino. Pravimo mu tudi izsev Sonca ($L_\odot$). Številka je nepredstavljivo velika. Za lažjo predstavo izračunajmo, koliko seva vsak kvadratni meter Sonca. Sonce je krogla s polmerom $R_\odot$, zato je gostota svetlobnega toka na Sončevi površini enaka $j_\odot = L_\odot / (4\pi\, R_\odot^2) = 6{,}5\ 10^7\ \mathrm{W/m^2} = 65\ \mathrm{MW/m^2}$. To je mnogo več od gostote svetlobnega na Zemlji. Moč jedrske elektrarne Krško seva vsega 10 $\mathrm{m^2}$ Sončeve površine. Številka, ki smo jo dobili je res impresivna. Volframova nitka, ki žari v žarnici, je segreta na temperaturo nekaj nad 2300 stopinj Kelvina, to je blizu 2000 stopinj Celzija. Moč P, ki jo seva, je enaka zmnožku površine nitke (S) in gostote svetlobnega toka na nitki. Gostota svetlobnega toka (j) je po Stefanovem zakonu sorazmerna s četrto potenco temperature (T), ki jo moramo vstaviti v kelvinih. Sorazmernostna konstanta je Stefanova konstanta $\sigma = 5{,}67\ 10^{-8}\ \mathrm{W/m^2/K^4}$: $j = \sigma\, T^4$. Tako lahko izračunamo, da ima stovatna žarnica nitko s površino $S = P / j = 100\mathrm{W} / [5{,}67\ 10^{-8}\ \mathrm{W/m^2/K^4}\ (2300\ \mathrm{K})^4] = 0{,}6\ \mathrm{cm^2}$. Predstavljajmo si, da bi površino enega kvadratnega metra na gosto prekrili z volframovimi žarilnimi nitkami, tako da bi se tesno prilegale druga drugi. Taka orjaška žarnica bi sevala $100\ \mathrm{W}\ (1\ \mathrm{m^2}) / (0{,}6\ 10^{-4}\ \mathrm{m^2}) = 1{,}7\ \mathrm{MW/m^2}$, ali še vedno 40-krat manj od kvadratnega metra površine Sonca. Torej je Sončeva površina bolj vroča od volframove nitke.

Temperaturo na Soncu ($T_\odot$) lahko ocenimo iz gostote svetlobnega toka na Sončevi površini: $j_\odot = \sigma\, T_\odot^4$. Ko vstavimo številke, dobimo $T_\odot = 5800$ K. Rezultat lahko prepišemo tudi v zvezo med izsevom, polmerom in temperaturo površine Sonca:

$L_\odot = (4\pi\, R_\odot^2)\,\sigma\, T_\odot^4$, $T_\odot = 5800\ \mathrm{K}$	Zveza med izsevom, polmerom in temperaturo.

Izsev Sonca pogojuje tudi temperaturo na planetih, vključno z Zemljo. Planet, ki ima polmer R_p, prestreza svetlobni tok s presekom πR_p^2. Vendar se ves vpadli tok ne vpije in porabi za gretje planeta. Delež a_P se ga odbije nazaj v vesolje, pri Zemlji predvsem z zgornjih belih ploskev oblakov. Količini a_P pravimo tudi albedo. Torej je absorbirani svetlobni tok enak $(1-a_P)$ -temu delu vpadnega toka. Absorbirani tok torej zapišemo kot $(1-a_P)\,[L_\odot / (4\pi\, d_P^2)]\,(\pi R_p^2)$, kjer smo z d_P označili planetovo razdaljo od Sonca. Planet s temperaturo T_p z vse svoje površine ($4\pi\, R_P^2$) seva svetlobni tok z gostoto $\sigma\, T_P^4$. Tako je skupni izsevani svetlobni tok planeta enak $(4\pi\, R_P^2)\,\sigma\, T_P^4$. Temperaturo planeta ocenimo s predpostavko, da se ta temperatura s časom ne spreminja. Torej je absorbirani svetlobni tok s Sonca enak oddanemu svetlobnemu toku. Iz enakosti

$$(1-a_P)\,[L_\odot / (4\pi\, d_P^2)]\,(\pi R_p^2) = (4\pi\, R_P^2)\,\sigma\, T_P^4$$

izpeljemo

$T_P = [(1-a_P)\, L_\odot / (16\pi\, \sigma\, d_P^2)]^{1/4}$	Ocena temperatura planeta z albedom a_P, ki je na razdalji d_P od Sonca.

Opazimo, da velikost planeta ni pomembna. Večji planet absorbira več Sončeve svetlobe, hkrati pa je več tudi izseva. Če vstavimo podatke za Zemljo ($a_P = 0{,}37$, $d_P = 1{,}5\ 10^{11}$ m), dobimo $T_P = 250$ K = -23 ºC. Temperatura se zdi precej nizka, seveda pa je to temperatura v zgornjih plasteh ozračja. Do površja se nato temperatura viša zaradi vpliva pojava tople grede, ko toplogredni plini v ozračju ovirajo sevanje svetlobnega toka v vesolje. Rezultat, ki smo ga dobili, je mogoče razumeti le kot oceno. Celemu planetu smo namreč pripisali enako temperaturo, zanemarili pa smo morebitne dodatne toplotne vire iz planetove notranjosti, ki so pomembni pri orjaških planetih v zunanjem delu Osončja. Kljub temu vidimo, da je temperatura na Jupitru ali na njegovih lunah, ki so 5,2-krat tako daleč od Sonca kot Zemlja, za $5{,}2^{1/2} = 2{,}3$-krat nižja kot na Zemlji. Rezultat $T_P = 250$ K / 2,3 = 110 K = -163 ºC nam pove, da v zunanjih delih Osončja nikakor ne moremo pričakovati tekoče vode. Tu smo predpostavili, da sta albeda obeh planetov enaka. Še ena pomembna ugotovitev je dejstvo, da sta izsev Sonca in temperatura na določenem planetu povezana. Če bi se izsev Sonca razpolovil, bi bila temperatura na Zemlji za 20% ali 50 stopinj nižja. Torej vidimo, da se izsev Sonca v preteklosti ni mogel spreminjati za več kot nekaj deset odstotkov.

Zanimivo bi bilo vedeti, kolikšen je težni pospešek $g_\odot$ na površini Sonca. Z Newtonovim gravitacijskim zakonom dobimo $m\, g_\odot = G m M_\odot / R_\odot^2$ in tako

$$g_\odot = G M_\odot / R_\odot^2 = 270\ \mathrm{m/s^2},$$

kar je kar 28-krat več od težnega pospeška na Zemlji. Očitno nam vzmetna tehtnica na Soncu ne bi pokazala ravno primerne telesne teže (pa še scvrli bi se, kot smo videli zgoraj).

Velika vrednost težnega pospeška na površju Sonca dokazuje, da Sonce gravitacija trdno drži skupaj. Torej se moramo vprašati, kaj ga drži narazen, saj bi drugače gotovo padlo skupaj. Preden skušamo odgovoriti na to vprašanje, ocenimo, kako hitro bi Sonce padlo skupaj, če bi bila prisotna le gravitacijska sila. Če bi bil gravitacijski pospešek $g_\odot$ med padanjem konstanten, je odgovor enak kot odgovor na vprašanje, koliko časa potrebuje telo, da pade za višino $h = R_\odot$. Iz srednje šole se spomnimo zveze $h = g\, t^2/2$ in zato

$$t = (2\, h / g)^{1/2} = (2\, R_\odot / g_\odot)^{1/2} = [2\, R_\odot^3 / (G M_\odot)]^{1/2} = [3 / (2\pi G \rho_\odot)]^{1/2} \approx 2300\ \mathrm{s} < 1\ \mathrm{ura}$$

Gravitacijski pospešek bi se med krčenjem večal, saj je ta obratno sorazmeren s kvadratom polmera. Torej bi Sonce padlo skupaj precej hitreje kot v eni uri. To se očitno ne zgodi. Opazovanje Sončeve površine kaže, da ta ni trdna ampak plinasta. To sicer ni presenečenje, saj ne poznamo snovi, ki bi bila pri temperaturi 5800 K na Sončevi površini trdna. Na to kaže tudi Sončeva granulacija, to so stolpi dvigajočega in spuščajočega se plina, podobno kot pri juhi, ki vre v loncu. Da pri Soncu nimamo opravka s tekočino, ampak s plinom, se bomo prepričali v nadaljevanju. Plinasto Sonce, ki kljub lastni težnosti ne pade skupaj, pa nam ponuja primerjavo z Zemljinim ozračjem, ki tudi ne „pade skupaj“. V Zemljinem ozračju silo teže uravnoveša naraščanje tlaka (p), ki se veča, ko se spuščamo v nižje plasti ozračja. Tako je tudi v Soncu. Srednješolsko enačbo $\Delta p = - \rho\ g\ \Delta h$ (negativni predznak je tu zato, ker se tlak manjša z večanjem višine) lahko posplošimo v $\Delta p = - \rho\ g\ \Delta r$. Razliko v tlakih na površini in v središču Sonca lahko približno ocenimo tako, da za ρ vstavimo povprečno gostoto Sonca (1400 kg/m^3), za g težni pospešek na površini (270 m/s^2) in za Δr polmer Sonca ($7\ 10^8$ m):

Ocena tlaka
v središču Sonca.

$$p_C \sim \frac{M}{4\pi R^3/3}\ \frac{GM}{R^2}\ R = 3\ 10^{14}\ \mathrm{Pa}$$

Rezultat nam pove, da mora biti tlak v središču Sonca nepredstavljivo visok. Tako velik središčni tlak lahko v plinu zagotavlja le izjemno visoka temperatura. Opazovanja svetlobe s Sončeve površine kažejo, da Sonce (kot večino snovi v vesolju) sestavlja predvsem vodik. Pri visokih temperaturah je ta ioniziran, torej nimamo nevtralnih atomov, ampak atomska jedra (pri vodiku so to protoni) in elektrone. Ker je proton dvatisočkrat masivnejši od elektrona, je povprečna masa delca v takem ioniziranem plinu enaka polovici mase protona. Temperaturo T_C v središčnih predelih Sonca sedaj lahko ocenimo s plinsko enačbo

$$p_C = n\ k\ T_C = (\rho / \langle m \rangle)\ k\ T_C$$

Ko vstavimo za gostoto povprečno gostoto snovi v Soncu (1400 kg/m^3), za maso povprečnega delca $\langle m \rangle = m_P / 2 = 0{,}9\ 10^{-27}$ kg, za Boltzmannovo konstanto $k = 1{,}38\ 10^{-23}$ J/K vidimo, da središčnemu tlaku ustreza temperatura $12\ 10^6$ K. Tu smo le grobo ocenjevali. Prava številka za središčno temperaturo bi bila še nekoliko večja, $15\ 10^6$ K. Tako visoka temperatura seveda pomeni, da temperatura že kmalu pod površino Sonca doseže sto tisoč stopinj. Pri tako velikih temperaturah vodik ne nastopa v nevtralnih atomih, ampak imajo elektroni dovolj energije, da se odtrgajo od atomskih jeder in prosto potujejo po ioniziranem plinu. Ker so prosti elektroni in protoni mnogo manjši od nevtralnih atomov, so trki med delci redki in je bila upravičena tudi predpostavka, da je Sonce plinasta krogla.

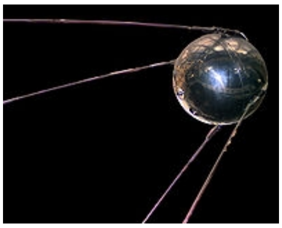
Tu si prosim preberite poglavja „Življenje zvezd“, „Opazovanje razvoja zvezd“ in „Naše in druga osončja“ v knjigi Pot skozi vesolje (Modrijan 2002).

Velika zbirka informacij o telesih našega Osončja je dostopna na medmrežju. Priporočam angleško stran www.nineplanets.org, ki jo je Gregor Rakar prizadevno prevedel v slovenščino. Verziji sicer nista povsem enaki, saj je bila stran v slovenščino prevedena že pred časom, vendar to za našo uporabo ni pomembno. Slovenski prevod je dostopen na naslovu http://194.249.166.194/classroom/fizika/9r/3vesolje/devetplanetov/index.html Poudarimo, da so te strani mišljene le v informacijo in kot zbirka podatkov, seveda pa se podrobnosti o planetih in njihovih lastnostih nima smisla učiti na pamet.

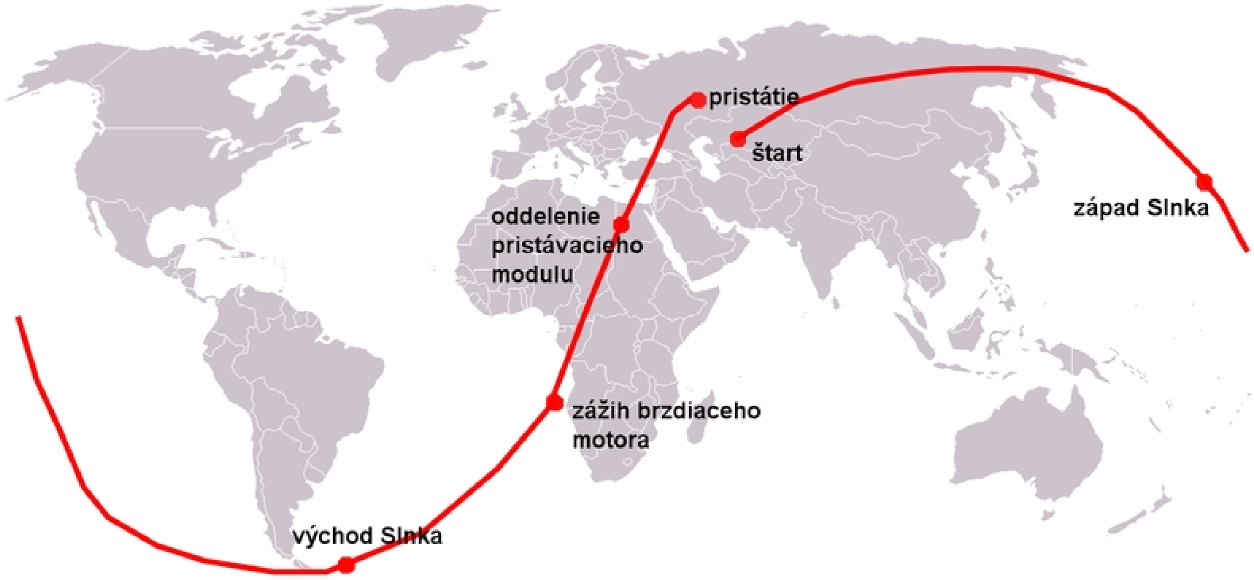
MEDPLANETARNA POTOVANJA

Zvezde, galaksije in vesolje kot celoto lahko preučujemo le z Zemlje ali njene bližnje okolice, saj so razdalje za pot do teh objektov in ogled položaja „od blizu“ odločno prevelike. Večino informacij dobimo z analizo svetlobe, ki jo ti objekti oddajajo. V našem Osončju je drugače. Po tisočletjih vizualnih opazovanj in uveljavitvi heliocentrične razlage Osončja, ki jo je pred štiristo leti prinesla renesansa, so astronomi s podrobnimi teleskopskimi opazovanji z zemeljskega površja odkrili zakonitosti gibanj teles v Osončju. Tak način je bil dober za preučevanje gibanja teles, torej nebesno mehaniko, vendar z velike razdalje in skozi migetajočo Zemljino atmosfero ni bilo mogoče preučevati razmer in podrobnosti okolja na planetih, njegovih lunah in drugih telesih. Prelom je prinesla sposobnost človeštva, da pošlje umetne satelite v tirnico okoli Zemlje in kmalu tudi proti Luni in planetom. Tako se danes o razmerah na določenem planetu ali luni v našem Osončju največ naučimo tako, da tja pošljemo vesoljsko sondo, ki nam nato po radijski zvezi posreduje slike in rezultate drugih meritev.

Vse se je začelo 4. oktobra leta 1957, ko je Sovjetska zveza uspešno izstrelila prvi umetni satelit v Zemljino tirnico. To je bil Sputnik 1. Njegov namen je bil predvsem demonstracija novih zmožnosti človeštva. Na krovu je imel radijski oddajnik, ki je bil dovolj močan, da je bilo mogoče, ko je letel nad določenim območjem, njegov „bip-bip“ poslušati na običajnem radijskem sprejemniku. Tako se je vsakdo lahko sam prepričal o resničnosti tega presenetljivega dosežka. Naslednji velik mejnik je prvi polet človeka v vesolje. To se je zgodilo 12. aprila 1961, ko je Jurij Gagarin s sovjetsko vesoljsko ladjo Vostok 1 obkrožil Zemljo.



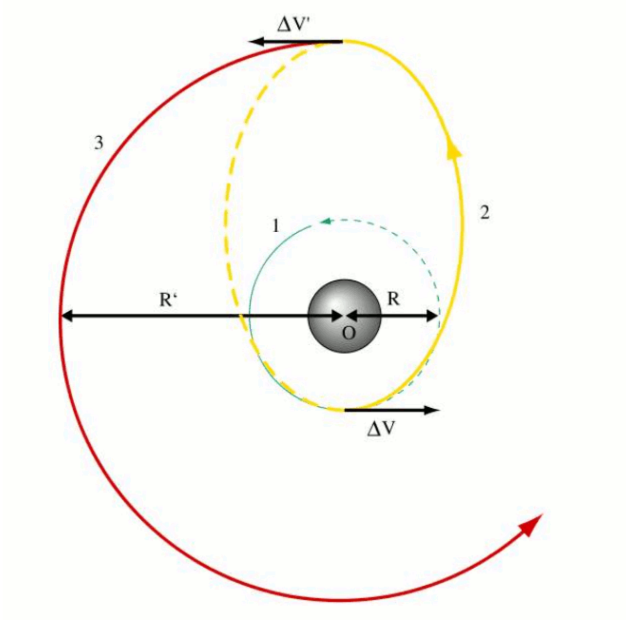
Sl. 44: Prvi umetni satelit Sputnik 1, ki so ga izstrelili 4. oktobra 1957. Satelit je imel obliko krogle s premerom 59 cm, na katero so bile nameščene več kot 2 metra dolge radijske antene, ki so oddajale radijski „bip-bip“, slišen z običajnim radijskim sprejemnikom na Zemlji.



Sl. 45: Pot Vostoka 1, prvega satelita s človeško posadko, s katerim je Jurij Gagarin 12. aprila 1961 kot prvi Zemljan obkrožil naš planet. Kot večina satelitov je tudi Vostok 1 potoval v vzhodni smeri in tako izkoristil hitrost vrtenja Zemlje, ki se tudi vrti od zahoda proti vzhodu. Tir satelita je bil ves (skoraj) v isti ravnini, ker pa se je v uri in 48 minutah trajanja misije Zemlja nekoliko zavrtela okoli lastne osi, je bilo mesto pristanka glede na mesto starta premaknjeno proti (severo)zahodu.

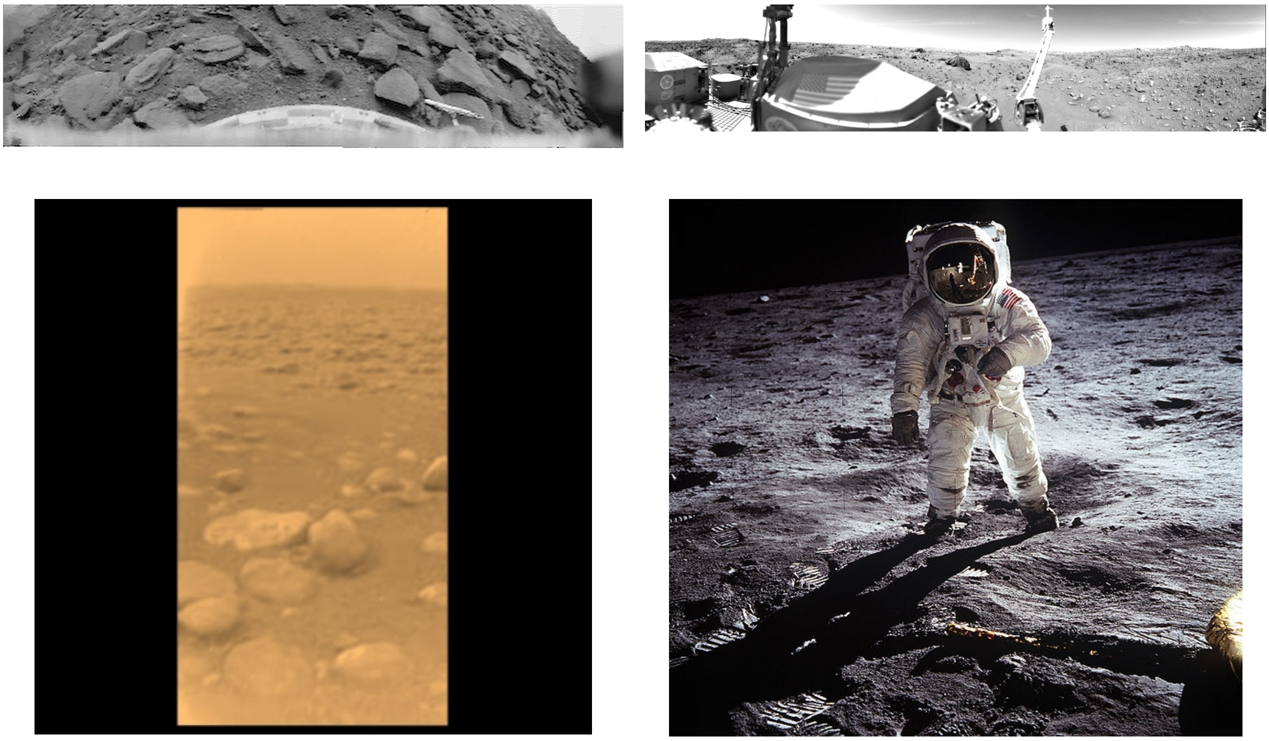
Gagarin je Zemljo obkrožil po nizkem tiru le nekaj sto kilometrov nad površjem. Večkrat pa želimo doseči višji tir, ki je bolj oddaljen od Zemljinega središča. Običajno to naredijo s Hohmannovim prenosom. Ladjo v krožnem tiru na hitro pospešijo v smeri gibanja, tako da postane njena hitrost večja od krožilne hitrosti. Motorje nato ugasnejo in pustijo, da se zaradi večje hitrosti ladja po eliptičnem tiru oddalji od prvotnega krožnega tira. Sunek motorjev umerijo tako, da ladja na eliptičnem tiru ravno še doseže željeni bolj oddaljeni krožni tir. Na tej maksimalni oddaljenosti ima sedaj ladja hitrost, ki je manjša od krožilne hitrosti na tem krožnem tiru, saj se hitrost ob ohranjanju energije z večanje razdalje manjša. Torej bi brez posredovanja ladja po elipsi zopet padla navznoter proti prvotnemu krožnemu tiru. Dodatni sunek z motorji v smeri gibanja poskrbi, da ladjo pospešijo do krožilne hitrosti na oddaljenem krožnem tiru. Tako smo z dvema kratkima vžigoma motorjev, ki sta na začetku in na koncu manevra ladjo pospešila v smeri gibanja, dosegli dvig iz nižjega v višji krožni tir.

Sl. 46: Hohmannov prenos z nižje (modre) na višjo (rdečo) tirnico: na začetni krožnici (1) povečamo hitrost, da sonda preide na eliptični tir (2). Ko je na največji razdalji, jo z dodatnim popravkom hitrosti vtirimo na novo krožnico (3). Tako lahko višamo višino tirnice nad Zemljo, ali pa z Zemljinega krožnega tira okoli Sonca dosežemo krožni tir katerega od drugih planetov. Motorje vključimo le dvakrat: pri prehodu iz začetnega krožnega na eliptični tir in nato pri prehodu iz eliptičnega na končni krožni tir. Vmes so motorji ugasnjeni.



Gagarinovemu poletu je sledila serija poletov s človeško posadko. Kennedyjeva napoved, da bo Američan do konca desetletja stal na Luni, se je uresničila s poletom Apolla 11, s katerim sta Neil Armstrong in Buzz Aldrin 16. julija 1969 mehko pristala na našem naravnem satelitu. Do leta 1972 se je zvrstilo še pet odprav, katerih člani so se po Luni sprehajali, se vozili z vozili ter na njej namestili različne merske instrumente.

Poslati človeka onkraj Lune se zdi težavno. Ljudje namreč za preživetje potrebujemo vrsto pogojev, ki jih ni lahko zagotoviti (primerna temperatura, tlak in vlažnost, zrak za dihanje, vodo, hrano, dovolj prostora itd.). Poleg tega morajo biti misije s človeško posadko dosti bolj varne, saj se škoda ob izgubi ne meri le z denarjem, ampak tudi s človeškimi življenji in izgubljenim ponosom. Težišče se je torej preselilo k avtomatskim sondam, ki so doslej obiskale vse planete našega Osončja. Osnovne podatke o misijah si je mogoče v slovenščini ogledati na http://194.249.166.194/classroom/fizika/9r/3vesolje/devetplanetov/vozila.html.

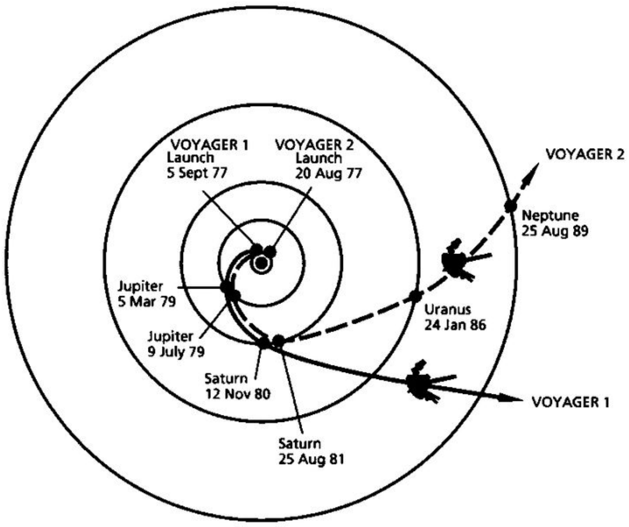


Sl. 47: Panorame posnete po mehkih pristankih na planetih in lunah našega Osončja: na Veneri z rusko sondo Venera 9 leta 1975 (levo zgoraj), na Marsu z ameriško odpravo Viking 1 leta 1976 (desno zgoraj), na saturnovi luni Titan z evropskim pristajalnim modulom Huygens leta 2005 (levo spodaj) in Neil Armstrongova fotografija Buzza Aldrina na Luni med ameriško odpravo Apollo 11 leta 1969 (desno spodaj). Vse razen slednje slike so posnele avtomatske sonde brez človeške posadke.

Med prelomnicami omenimo le nekaj misij. Mariner 2 je leta 1962 letel mimo Venere in ugotovil, da je to vroč in negostoljuben planet pokrit z gosto atmosfero. Sondi Pioneer 10 in 11 sta prvi raziskovali zunanje planete Osončja: leta 1973 in 1974 sta leteli mimo Jupitra, slednja leta 1979 tudi mimo Saturna. Nato ju je odneslo iz Osončja. Mariner 10 je leta 1974 opravil prvi mimolet Merkurja. Temu sta sledila prva mehka pristanka na drugem planetu, ki sta ju s pristankom na Veneri leta 1975 opravili ruski sondi Venera 9 in Venera 10. Naslednje leto sta na Marsu mehko pristala pristajalna modula odprav Viking 1 in Viking 2. Tako smo spoznali, da je Mars neprijazen svet skoraj brez atmosfere, v kateri občasno divjajo peščeni viharji in brez tekoče vode na površini. Sondi nista našli dokazov o življenju. Odpravi Voyager 1 in 2 sta nato od leta 1977 do 1989 obiskali vse zunanje planete Osončja: Jupiter, Saturn, Uran in Neptun. Odkrili sta bogat vulkanizem na Jupitrovi luni Io ter, da je Saturnova luna Titan pokrita z gosto neprosojno atmosfero. Veliko novega smo se naučili tudi o obročih in prstanih okoli Saturna in drugih obiskanih planetov. Leta 1986 je komet Halley po 76 letih zopet priletel v bližino Sonca. Sonda Giotto Evropske vesoljske agencije je uspela leteti tik ob njem (na razdalji vsega 540 kilometrov) in ga podrobno posneti. Leta 1997 je Mars obiskala misija Stezosledec, na njem mehko pristala, in se z malim vozilcem zapeljala po planetu. Temu sta sledila roverja Spirit in Opportunity, ki se že pet let vozita po Marsovem površju in ga raziskujeta (več na http://en.wikipedia.org/wiki/Mars_Exploration_Rover). Prav tako je že pet let ob Saturnu sonda Cassini, ki je vključevala tudi pristajalni modul Huygens Evropske vesoljske agencije. Ta je uspel mehko pristati na saturnovi luni Titan. Ugotovil je, da so na njej jezera tekočega metana, med spuščanjem skozi atmosfero pa je z mikrofonom posnel tudi piš, doslej najbolj oddaljeni zvočni signal, ki ga je slišalo človeštvo. Sonde Stardust (Zvezdni prah), Deep space 1 (Globoko vesolje 1), Rosseta (Rozeta), Deep impact (Globok udarec) in japonska Hayabusa (Sokol) so bile posvečene raziskovanju kometov in asteroidov, na nekaterih so uspele tudi mehko pristati. Končno je misija New Horizons (Nova obzorja) od leta 2005 na poti proti Plutonu in še bolj oddaljenim telesom. Tja naj bi prispela leta 2015.

Do planetov sonde lahko potujejo s Hohmannovim prenosom. Še bolj ekonomičen pa je način s tako imenovano gravitacijsko fračo, kjer sonda izkoristi gravitacijo planetov in na ta način poveča svojo hitrost potovanja in s tem doseg poti. Predstavljajmo si, da potujemo s Hohmannovim prenosom proti Marsu. Ko smo na najbolj oddaljeni točki eliptičnega tira, imamo hitrost, ki je manjša od Marsove krožilne hitrosti na tiru. Sedaj lahko vžgemo motorje, nadomestimo razliko v hitrosti in mehko pristanemo na planetu. Lahko pa pustimo, da nas Mars od zadaj ujame in pospeši k sebi in se zavihtimo okrog njega. Relativna hitrost na Mars je pri tem po velikosti na isti razdalji od Marsa enaka. Tako smo denimo 100.000 kilometrov od Marsa potovali 1 km/s počasneje od Marsa, po obratu okoli Marsa pa bomo, ko ga bomo na razdalji 100.000 kilometrov zapuščali, potovali za 1 km/s hitreje od Marsa. Torej smo na račun Marsa pridobili 2 km/s hitrosti, kar se vsekakor splača. Tako se mnoge sonde zavihtijo okrog planetov in pri tem zastonj pridobijo na hitrosti. Če je manever primerno načrtovan, jih planet obrne natanko v željeno smer in že letijo proti naslednjemu cilju.

Sl. 48: Pot Voyagerja 1 in 2 proti Jupitru, Saturnu, Uranu in Neptunu ter nato ven iz Osončja. Pri vsakem od srečanj s planetom sta uporabila gravitacijsko fračo, ki ju je preusmerila in pospešila proti naslednjemu planetu.



Ti podatki kažejo, da naše Osončje dobro poznamo. Vsekakor ni prav nobenega prostora za kakšne alternativne teorije njegove strukture. Če zadanemo komet na razdalji nekaj sto milijonov kilometrov na nekaj sto kilometrov natančno, očitno vemo, kam gremo. Danes je položaj Zemlje v vesolju znan na kak meter natančno. To je fantastična natančnost, saj moramo to številko primerjati s 150 milijoni kilometrov oddaljenosti Zemlje od Sonca. Zanimivo osebno izkušnjo sem dobil pri sodelovanju v načrtovanju misije Gaia Evropske vesoljske agencije, ki jo bodo izstrelili leta 2012. Zaradi izjemne točnosti meritev položajev zvezd, ki jih bo opravila ta misija, se je izkazalo, da moramo poznati absolutni položaj sonde v prostoru na 15 cm natančno. To se mi je zdelo vredno razprave, saj bo sonda opazovala na točki milijon in pol kilometrov od Zemlje in se 15 cm pri tem ne zdi ravno veliko. Pa so tehniki le zamahnili z roko, češ da je tako zahtevo tako lahko izpolniti, da to ni vredno razprave.

Vesoljske misije so pomembne za raziskovanje Osončja, saj nam dajejo redko možnost, da oddaljene svetove tudi zares obiščemo. Vesoljske misije pa so pomembne tudi za spoznavanje bolj oddaljenega vesolja. Teleskopi, ki jih postavimo v vesolje, nimajo problemov z migotanjem slike, ki je vedno prisotno v Zemljini atmosferi, ali z absorpcijo posameznih pasov valovnih dolžin. Rentgensko svetlobo, UV žarke, ter dolgovalovno infrardečo svetlobo je tako mogoče opazovati le iz vesolja, tudi sliko v vidni svetlobi pa vidimo precej jasneje. To nam nazorno kažejo izjemno ostre slike Hubblovega vesoljskega teleskopa.

ODKRIVANJE PLANETOV ZUNAJ NAŠEGA OSONČJA

Naše Sonce obdajajo planeti. Po masi niso pomembni, saj je 99,85% vse mase Osončja v Soncu. Vseeno so planeti odigrali pomembno vlogo pri nastanku Sonca. Če se je prvotni razredčeni oblak le malenkost vrtel, se je njegovo vrtenje med krčenjem močno pospešilo. Pojav je soroden kot pri drsalki, ki se vrti počasi, ko ima roke iztegnjene od telesa, nato pa se, ko jih potegne k telesu, zavrti v nagli pirueti. V obeh primerih se ohranja količina, ki ji pravimo vrtilna količina. Manjša velikost sistema pomeni njegovo hitrejše vrtenje. Če bi bilo Sonce samo, se zaradi hitrega vrtenja ne bi moglo prav zgostiti. Zato je bilo pomembno, da so kar 98,5% vrtilne količine prevzeli planeti. Pri dvojnih zvezdah, kjer dve zvezdi krožita okoli skupnega težišča, je večino vrtilne količine v njunem orbitalnem gibanju. Pri enojnih zvezdah, kot je naše Sonce, pa bi se znalo zgoditi, da so planeti pogost pojav, saj tako med nastajanjem in zgoščevanjem zvezda reši problem odvečne vrtilne količine.

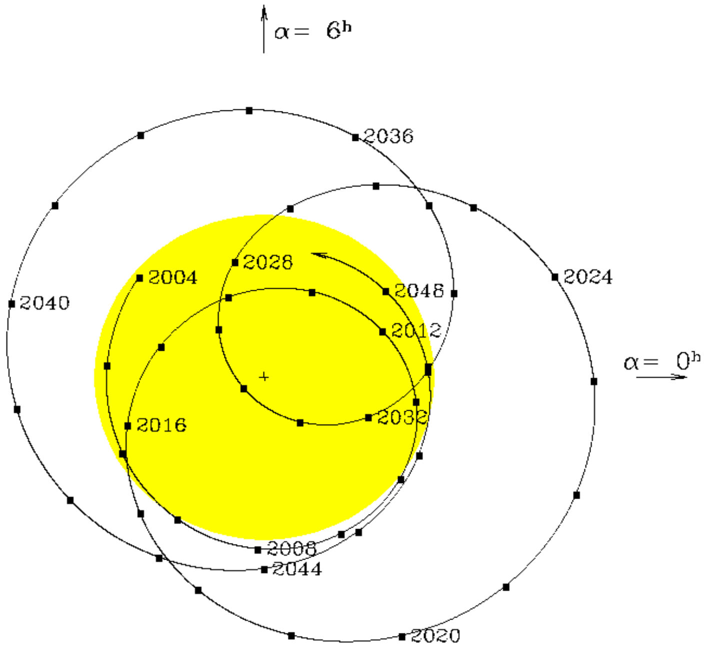
Razglabljanje o planetih okoli drugih zvezd je sicer zanimivo, vendar brez poznavanja konkretnih primerov na bolj trhlih nogah. Prelom se je zgodil leta 1991, ko so odkrili prvi planet ob drugi zvezdi[3] in nato leta 1995, ko so planet odkrili ob prvi zvezdi podobni Soncu[4]. Danes (januarja 2009) poznamo že 335 planetov zunaj Osončja. V resnici je planetov še mnogo več, doslej poznani planeti predstavljajo le redke srečne primere, ki jih s trenutno še zelo nepopolnimi metodami lahko odkrijemo. Torej si oglejmo, kakšne so možnosti za odkrivanje planetov okoli drugih zvezd.

Pomembni tehniki sta predvsem dve. Pri prvi iščemo trenutke, ko gre planet pred ploskvico zvezde in se nam zdi zvezda zato malenkost temnejša. Pri drugi izmerimo izmenično rahlo približevanje in oddaljevanje zvezde, ki se s planetom giblje okoli skupnega težišča. Začnimo z opisom druge metode, s katero so tudi odkrili ogromno večino danes poznanih planetov.

V poglavju o osnovnih lastnostih Zemlje in Sonca smo že govorili o krožilni hitrosti planeta okoli zvezde. Ta je enaka $v_{planet} = (GM_{\odot}/r_{planet})^{1/2}$, kjer je $M_{\odot}$ masa zvezde. Hitrost planeta na krožnem tiru je seveda enaka tudi obsegu kroga deljenem s časom P, ki ga potrebuje za en obhod okoli zvezde: $v_{planet} = 2\,\pi\, r_{planet}/P$. Doslej smo predpostavili, da kroži le planet, zvezda pa je na miru. To ni povsem res, saj se oba gibljeta okoli skupnega težišča. Je pa polmer kroga, po katerem gre zvezda, bistveno manjši od planetovega: $r_{\odot} = r_{planet}\,(m_{planet}/M_{\odot})$. Za primer Jupitra in Sonca je $r_{planet} = 780\ 10^6$ km, $m_{planet} = 2\ 10^{27}$ kg in $M_{\odot} = 2\ 10^{30}$ kg. Torej je $r_{\odot} = 780.000$ km, ali nekaj več od polmera Sonca. Sonce torej res potuje po bistveno manjšem krogu od Jupitrovega. Ker oba naredita obhod v nekaj manj kot 12 letih, je tudi hitrost Sonca zelo majhna. V našem Osončju je situacija v resnici bolj zapletena, saj imamo poleg Jupitra še druge planete, vsak od njih pa ima tudi drugačen obhodni čas okoli Sonca. Tako ima dejanski Sončev tir zapleteno pentljasto obliko, ki je narisana na sliki 49.

3 Wolszczan, A., Frail, D.A.: „A planetary system around the millisecond pulsar PSR 1257+12“, Nature 355, 145 (1992).

4 Mayor, M., Queloz, D.: „A Jupiter-mass companion to a Solar-type star“, Nature, 378, 355 (1995).



Sl. 49:Pentljasta krivulja označuje položaj težišča Osončja glede na položaj središča Sonca (znak +). Rumeni krog je velikost Sonca. Pike na krivulji označujejo položaj težišča ob začetku vsakega koledarskega leta.

Hitrost zvezde okoli skupnega težišča izračunamo kot obseg njenega tira deljen z obhodnim časom: $v_{\odot} = 2\pi\, r_{\odot}/P = 2\pi\, r_{\mathrm{planet}}\, (m_{\mathrm{planet}}/M_{\odot})/P = v_{\mathrm{planet}}\, (m_{\mathrm{planet}}/M_{\odot})$. Če upoštevamo zgornji izraz za planetovo hitrost, dobimo

Krožilna hitrost zvezde s planetom.

$$v_{\odot} = (GM_{\odot}/r_{\mathrm{planet}})^{1/2}\, (m_{\mathrm{planet}}/M_{\odot})$$

Razmerje mase planeta in mase zvezde je zelo majhno, zato je majhna tudi krožilna hitrost zvezde. Planeti krožijo okoli zvezd z nekaj deset kilometri na sekundo (Zemlja npr. s 30 km/s), medtem ko so krožilne hitrosti zvezd le nekaj metrov na sekundo ali manj. Tako majhne hitrosti je zelo težko meriti, saj je treba hitrost metra na sekundi primerjati s hitrostjo svetlobe, ki je kar 300.000 km/s. Torej ima smisel pogledati, v kakšnih primerih bo hitrost zvezde $v_{\odot}$ relativno velika in zato odkritje takega planeta v dosegu naših trenutnih zmožnosti.

Krožilna hitrost zvezde bo večja,

- če bo planet bližje zvezdi (z manjšanjem planetove razdalje r_{planet} se zmanjšuje vrednost imenovalca izraza, torej rezultat raste),

- če bo imel planet večjo maso m_{planet},

- če bo masa zvezde manjša (štirikrat manjša masa zvezde $M_{\odot}$ zmanjša števec za 2-krat, imenovalec pa za štirikrat, torej je hitrost zvezde 2-krat večja).

Vidimo, da je z metodo meritve zvezde krožilne hitrosti lažje odkriti masivne planete, ki so blizu svojih zvezd, te pa ne smejo biti posebej masivne. Ker so ogromno večino planetov odkrili na ta način, tako razumemo, zakaj so to večinoma planeti z maso večjo od Jupitrove, ki krožijo bliže svoji zvezdi, kot je razdalja našega Merkurja od Sonca, zvezde pa imajo podobno ali manjšo maso od Sončeve.

Druga tehnika meri sij z zvezde. Če se zgodi, da ima ta zvezda planet, ki potuje preko ploskvice zvezde, bomo opazili, da je zvezda za nekaj časa malenkost potemnela. Če je planetov polmer enak R_{planet}, polmer zvezde pa je $R_{☼}$, bo zvezda potemnela za delež, ki je enak razmerju ploščin obeh krogov, torej

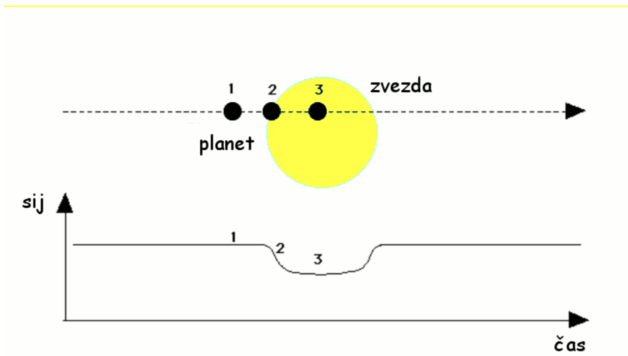
$$(j_{zunaj\ prehoda}-j_{med\ prehodom})/j_{zunaj\ prehoda} = (\pi R_{planet}^2) / (\pi R_{☼}^2) = (R_{planet} / R_{☼})^2$$

Delež potemnitve zvezde ob prehodu planeta.

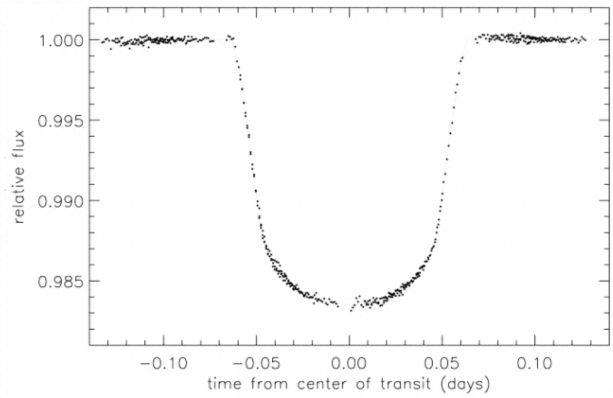
Tu je $j_{zunaj\ prehoda}$ običajni tok svetlobe, ki ga sprejemamo z zvezde, $j_{med\ prehodom}$ pa tok, ki ga sprejemamo med planetovim prehodom.

V primeru Jupitra in Sonca je $R_{planet} = 7\ 10^4$ km in $R_{☼} = 7\ 10^5$ km, torej bi zvezda med prehodom Jupitra potemnela za 1 %. Pri manjših planetih bi bilo to temnenje še manjše. Pri planetu velikosti Zemlje bi zvezda potemnela le za kako 0,01%. To je premalo, da bi tako spremembo lahko zaznali z Zemlje, saj nas preveč moti utripanje zvezd zaradi Zemljine atmosfere. Rešitev je opazovanje iz vesolja. Temu je namenjena ameriška misija Kepler, ki jo bodo izstrelili v letu 2009.

Sl. 50: Razlaga prehoda planeta preko zvezdine ploskvice. Zvezda je predaleč, da bi njeno ploskvico lahko razločili. Tako opazimo le, da zvezda med prehodom planeta rahlo potemni.

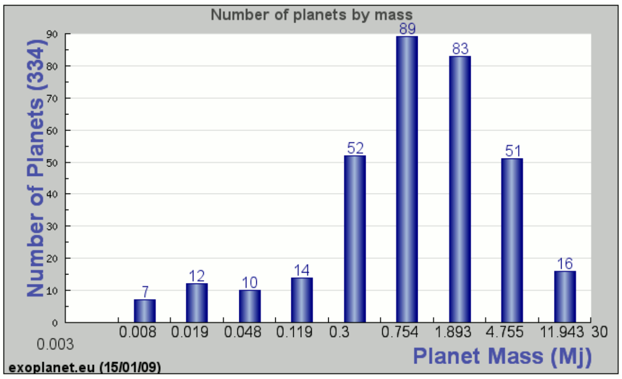


Obe tehniki sta uspešni, saj z njima lahko odkrijemo planete tudi na večjih razdaljah od Zemlje. Seveda je zvezda, ki je dlje od Zemlje, videti temnejša, torej je težje izmeriti njeno hitrost ali zaznati prehod planeta preko ploskvice. Torej potrebujemo večji teleskop, ki bo zbral več svetlobe. To je ena od pomembnih motivacij za gradnjo evropskega Izjemno velikega teleskopa (Extremely Large Telescope), ki ga nameravajo postaviti v naslednjem desetletju. Veliko večino planetov so odkrili z natančnim merjenjem hitrosti, konkretno hitrosti oddaljevanja oziroma približevanja zvezde (v smeri proč ali k nam), saj prečne komponente hitrosti ne znamo meriti dovolj natančno. Tu se je posebej izkazal spektroskop HARPS, ki stoji na 3,6-metrskem teleskopu na Evropskem južnem observatoriju (ESO) v Čilu. Temnenje zvezde so doslej največkrat uporabili le za potrditev odkritja, saj je mogoče po spreminjanju hitrosti zvezde napovedati, kdaj bo morebiti prišlo do prehoda planeta preko ploskvice zvezde. Samostojno odkrivanje planetnih sistemov z zaporednimi beleženji temnenja zvezde (enkrat na vsak obhod) je zahtevno, saj moramo zvezdo opazovati nepretrgoma, kar je z Zemlje težko zagotoviti. Zopet je misija Kepler namenjena prav temu, saj bo isti kos neba (z nekaj milijoni zvezd) opazovala nepretrgoma več let.

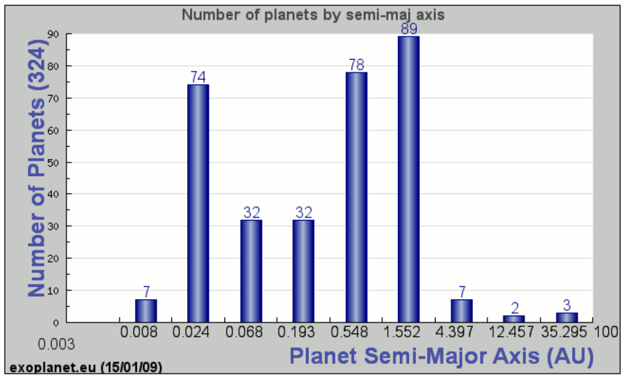


Sl. 51: Prehod planeta preko ploskvice zvezde z oznako HD 209458, kot ga je posnel Hubblov vesoljski teleskop. Na navpični osi je sij zvezde, na vodoravni pa čas v dnevih. Ko je planet med zvezdo in Zemljo, nam zastira pogled na del ploskvice zvezde. Zato se nam zdi zvezda malo temnejša. Razlika znaša približno 1,7% (razlika med 1.000 in 0.983), torej je razmerje med ploščino planeta in zvezde enako 1,7%. Ploščina kroga je sorazmerna s kvadratom polmera. Torej je razmerje med polmerom planeta in zvezde enako 0,13 (saj je 0,13x0,13=0,017). Torej ima planet 8-krat manjši polmer kot zvezda. Za primerjavo je Jupitrov polmer desetkrat manjši od Sončevega.

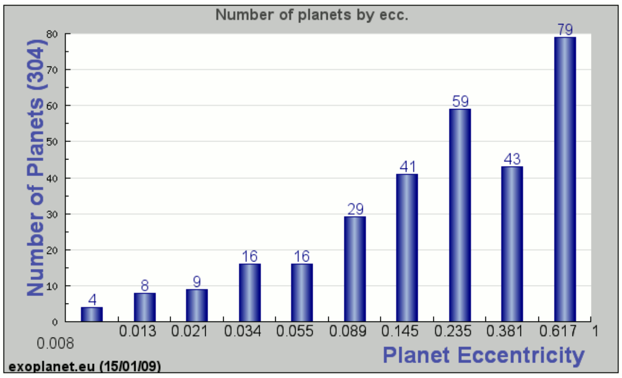
Planete se da odkrivati tudi na druge načine. Očitna možnost je direktno slikanje, ko poleg zvezde opazimo pikico planeta. Planet nima lastne svetlobe, ampak le odbija svetlobo z zvezde. Zato je zvezda v primerjavi s planetom izjemno svetla in nas zaslepi. Tako ta tehnika doslej ni imela večjih uspehov. Planete je mogoče odkrivati tudi z gravitacijskim mikrolečenjem, ki izkorišča majhno ukrivljenost prostora v okolici planeta in s tem navidezno zavijanje svetlobe z zvezd v ozadju. Doslej so tako odkrili le nekaj planetov, saj gre v vsakem primeru le za enkraten dogodek, ki ga v tistem trenutku opazujemo, ali pa smo ga za vedno zamudili. Še zadnja obetavna tehnika je točno beleženje premikanja zvezde na nebu. Zvezde imajo v splošnem neko hitrost glede na Sonce, torej se premikajo v ravni črti. Če je prisoten planet, pa zaradi gibanja okoli skupnega težišča rahlo vijugajo okoli ravne poti. Tako nihanje ima zelo majhno amplitudo, zato je zopet nujno, da se izognemo migotanju zaradi Zemljine atmosfere. Upamo torej, da bodo na ta način planete odkrivali s teleskopi na evropski vesoljski misiji Gaia, ki bo v vesolje poletela leta 2012.



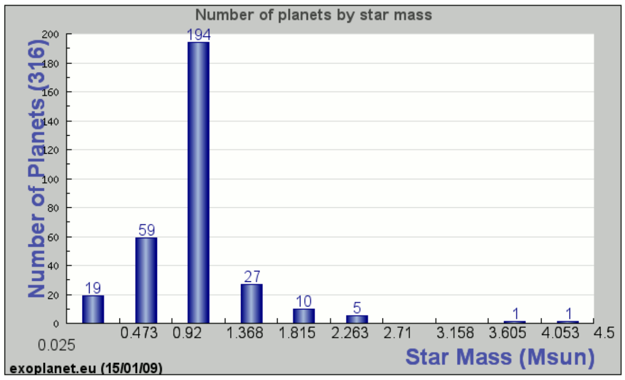
(a)



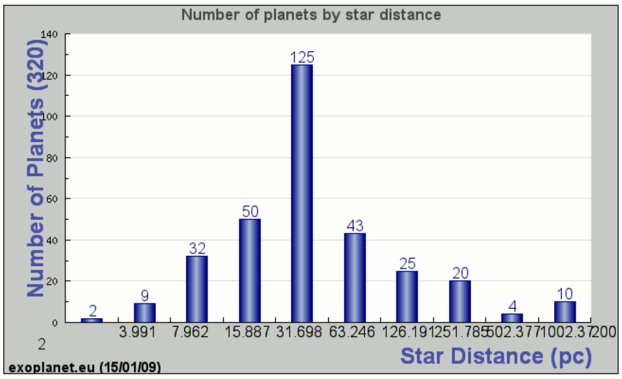
(b)



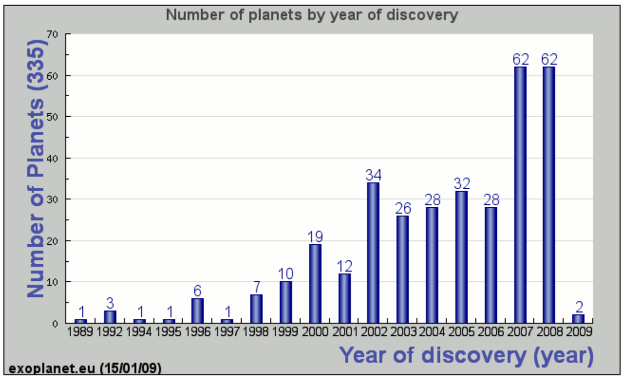
(c)



(č)



(d)



(e)

Sl. 52: statistika lastnosti planetov okoli drugih zvezd, stanje 15. januarja 2009 povzeto po katalogu http://www.exoplanet.eu: (a) masa planeta v enotah mase Jupitra: večina planetov je podobna Jupitru, Zemlji podobne planete še ne znamo dobro odkrivati, (b) srednja razdalja planeta od zvezde v enotah razdalje Zemlja-Sonce: mnogi planeti so zelo blizu svoji zvezdi, (c) sploščenost planetovega tira: krožnih tirov (sploščenost=0) je le za vzorec, precej je sploščenih tirov, ko se planet giblje po elipsi, (č) masa zvezde v Sončevih masah: večina zvezd s planeti je podobnih Soncu ali pa imajo manjšo maso, (d) razdalja planetnega sistema od Zemlje v parsekih (1pc = 3,26 svetlobnega leta): večina zvezd s planeti, ki jih poznamo, je blizu, na razdalji približno 100 svetlobnih let, (e) porazdelitev po letu odkritja: v zadnjem času odkrivamo vedno več planetov letno.

Kot smo že omenili, so večino planetov odkrili z beleženjem hitrosti zvezde. Kot smo komentirali že pri enačbi za hitrost zvezde, zato ne čudi, da ima večina poznanih planetov veliko maso in so zelo blizu svoji zvezdi (slika 52). Večina zvezd s planeti ima maso podobno Sončevi, v zadnjem času pa veliko pozornosti posvečajo tudi zvezdam z manjšimi masami. Planete večinoma odkrivamo ob zvezdah, ki so relativno blizu Sonca, na razdaljah ki so več desetkrat manjše od razdalje od nas do središča naše Galaksije. Seveda taka navidezna koncentracija planetov ob zvezdah v Sončevi okolici ni realna, ampak je posledica omejenih opazovalnih zmožnosti, ki so zaradi teleskopov, ki ne zberejo dovolj svetlobe, omejene le na najbližje zvezde. Tako je očitno, da je planetov v vesolju ogromno, mi pa smo zaenkrat sposobni odkriti le tiste najbližje in najbolj očitne. Odkrivanje planetov okoli drugih zvezd je komaj prerastlo prve otroške bolezni in težave. Pred dobrim desetletjem smo odkrili prve planete, sedaj jih je nekaj sto, že čez desetletje pa bomo govorili o tisočih planetov. Naša slika bo še vedno nepopolna, saj gre njihovo skupno število samo v naši Galaksiji gotovo v milijarde, takih galaksij kot naša pa je v vesolju še nekaj sto milijard. Torej planeti nikakor niso redek dogodek in zato obstoj Zemlje ni nekaj izjemnega ali celo unikatnega. Kljub skrajno nepopolni današnji sliki pa se zdi vznemirljivo, da o obstoju svetov podobnih našemu sploh lahko govorimo.

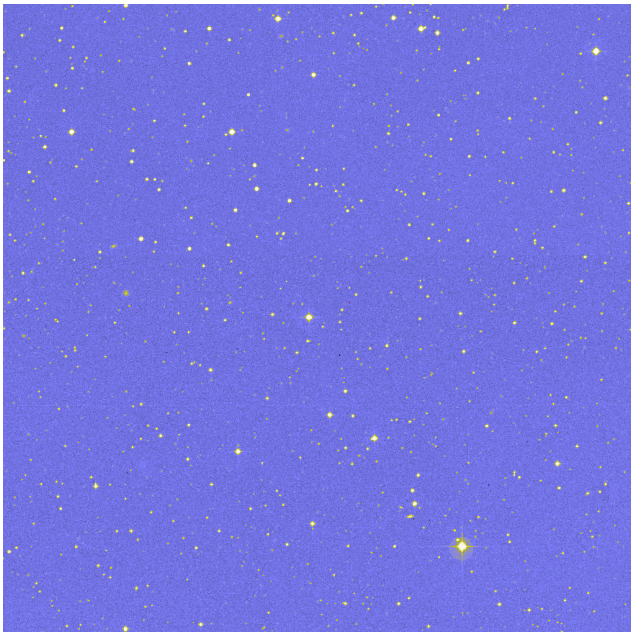
Zemlji podobni planet

Aprila 2007 je raziskovalna skupina Stephana Udryja z Ženevskega observatorija objavila (http://arxiv.org/abs/0704.3841), da je ob zvezdi HO v ozvezdju Tehtnice odkrila dva nova planeta. Članek v reviji Astronomy & Astrophysics ne bi vzbudil posebne pozornosti, saj sedaj poznamo že mnogo planetov, ki krožijo okrog drugih zvezd. Vendar je tokrat drugače, saj so prvič odkrili planet, na katerem so razmere podobne tistim na Zemlji.

Zvezda HO v ozvezdju Tehtnice na prvi pogled ni nič posebnega. Njena masa je enaka trem desetinam mase našega Sonca, podobno tudi njen polmer. Temperatura površja je relativno nizka, približno za 2200 stopinj hladnejša od našega Sonca. Zvezda je globoko rdeče barve, zaradi nižje temperature in manjše velikosti pa seva osemdesetkrat manj svetlobe kot Sonce. Ker je od nas oddaljena 21 svetlobnih let, je skoraj stokrat pretemna, da bi jo videli s prostim očesom. Že z ljubiteljskim teleskopom pa jo bomo v pomladanskih nočeh lahko opazovali nad južnim obzorjem.

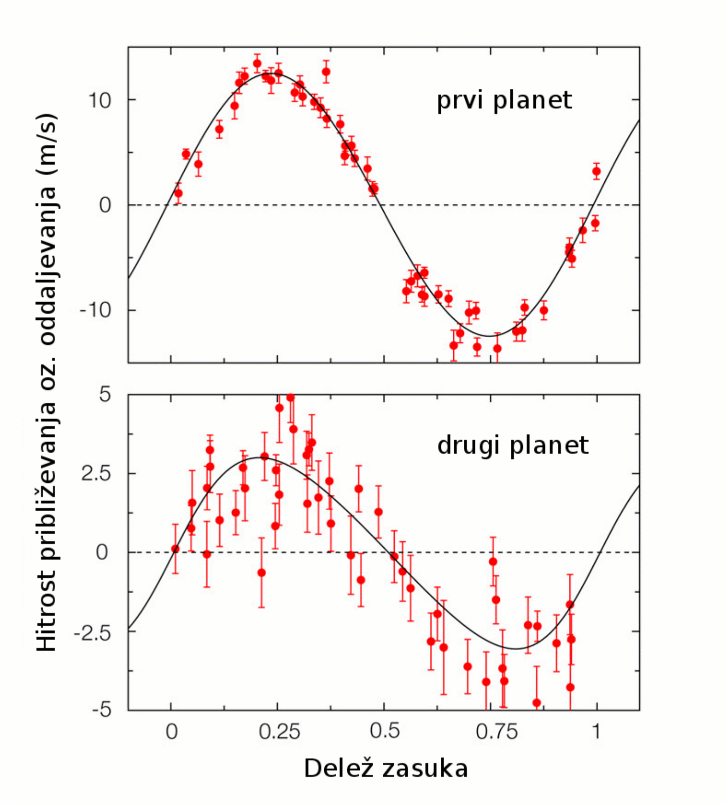
Zvezde niso pri miru, ampak se gibljejo skozi prostor. Naše Sonce kroži okoli središča naše Galaksije s hitrostjo 220 km/s. Podobno je tudi z zvezdami v naši okolici. Tudi zvezda HO Tehtnice se okoli središča Galaksije giblje s skoraj 220 km/s. Njena relativna hitrost glede na Sonce je enaka 38 km/s, kar je nekoliko več od tipičnih razlik hitrosti v Sončevi okolici. Najverjetneje gre za zvezdo odebeljenega dela diska naše Galaksije, ki je nastal, ko je pred več milijardami let naša Galaksija požrla veliko število manjših galaksij v okolici. Na to kaže tudi starost zvezde HO Tehtnice, ki je enaka vsaj dvem milijardam let in kemična sestava njene atmosfere, v kateri je v primerjavi s Soncem dvakrat manj kemijskih elementov težjih od helija.

Sl. 53: Nebo v okolici zvezde HO v ozvezdju Tehnice. Zvezda sama je v sredini slike, pogled pa ima enako kotno velikost kot Luna na nebu. Sliko so posneli s Schmidtovim teleskopom Anglo-avstralskega observatorija v Siding Springu v Avstraliji.



Če je zvezda sama, je njena hitrost stalna. Če pa je tam še eno masivno telo, se hitrost zaradi gibanja okoli skupnega težišča periodično spreminja. Velikost sprememb hitrosti zvezde je odvisna od spremljevalke. Če gre za še eno zvezdo, so spremembe hitrosti lahko velike. Če pa okrog zvezde kroži planet, so spremembe zelo majhne. Pri zvezdi HO Tehtnice dosežejo komaj 10 m/s. To vrednost moramo primerjati s 300 tisoč km/s, to je s hitrostjo svetlobe, saj hitrost približevanja oziroma oddaljevanja merijo preko Dopplerjevega pojava, ki rahlo spremeni valovno dolžino zvezdine svetlobe. Danes dosegljiva točnost enega metra v sekundi pomeni, da moramo valovno dolžino meriti na 9 decimalnih mest natančno, torej potrebujemo skrajno natančen instrument, ki obenem zbere tudi dovolj svetlobe.

Sl. 54: Hitrost zvezde HO Tehtnice se s časom spreminja. Obstoj enega planeta ni povsem pojasnil odstopanj med meritvami (točke) in modelom (sklenjena krivulja na zgornjem grafu). Odkritje drugega planeta podobnega Zemlji bistveno popravi ujemanje (spodnji graf). Še tretji bolj oddaljeni planet je končno poskrbel za odlično ujemanje meritev in fizikalnega modela.

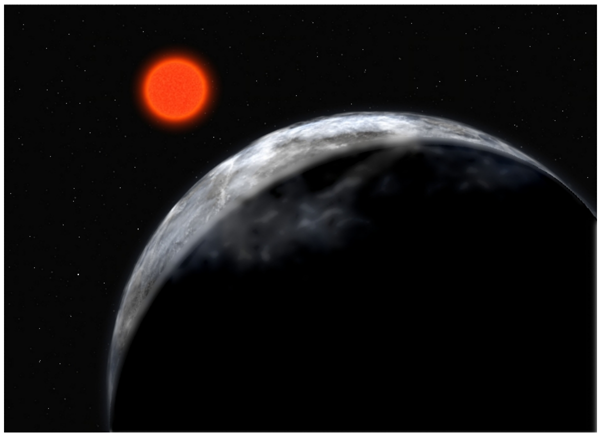


Skupina prof. Udryja je uporabila najboljši delujoči spektrograf za odkrivanje planetov okoli drugih zvezd. To je instrument HARPS na 3,6-metrskem teleskopu Evropskega južnega observatorija na gori La Silla v Čilu. Z uporabo optičnih vlaken in kontroliranih laboratorijskih pogojev so uspeli doseči točnost 0,9 m/s. V preteklih treh letih so 50-krat določili hitrost zvezde HO Tehtnice. Rezultati so najprej kazali na obstoj enega planeta z maso blizu mase Neptuna, ki zvezdo obkroži v 5,37 dneh. Vendar obstoj tega planeta ni zadovoljivo pojasnil opazovanj. Odstopanja med meritvami in modelom z najboljšim ujemanjem so bila skoraj štirikrat večja od točnosti meritev. Ko so modelu dovolili, da je dopustil obstoj še dveh planetov, so se meritve odlično ujele s fizikalnim modelom. Tako so lahko z veliko gotovostjo sklepali, da okrog zvezde HO Tehtnice krožijo trije planeti.

Tehnika merjenja hitrosti zvezd je v astronomiji v rabi že poldrugo stoletje. Torej gre za ustaljeno metodo, ki pa so ji v zadnjem desetletju točnost izboljšali od kilometrov na metre v sekundi. Prihodnji evropski ekstremno veliki teleskop (EELT) naj bi dosegel celo točnost centrimetrov v sekundi. Tudi fizikalni model je dobro znan. Temelji na Newtonovi fizikalni razlagi gibanja planetov. Torej pri HO Tehtnice govorimo o vznemirljivem odkritju, ki pa je temelji na preverjenih metodah.

Masa drugega planeta okrog zvezde HO Tehtnice je doslej najmanjša med vsemi poznanimi planeti okrog drugih sonc. Ima le za Zemljo in pol snovi, njegov polmer pa je za polovico večji od Zemljinega. Planet obkroži zvezdo v slabih 13 dneh. Mi protrebujemo za en obhod okoli Sonca eno leto, torej je ta planet mnogo bližje svoji zvezdi, kot smo mi Soncu. V našem Osončju bi to pomenilo, da bi bila temperatura na takem planetu zelo visoka. Kot pa smo omenili, je zvezda HO Tehtnice mnogo temnejša od našega Sonca, tako da se vpliva bližine in relativne temnosti srečno izničita. Ocena temperatura planeta, ki je na razdalji d_P od Sonca (enačba na str. 57) pokaže, da je temperatura na odkritem planetu med 0 in 40 stopinjami Celzija, odvisno od privzete vrednosti albeda. Torej bi na tem Zemlji podobnem planetu lahko obstajala tekoča voda. Voda pa seveda lahko omogoči marsikaj, tudi življenje.

Sl. 55:Umetnikov pogled na novo odkriti Zemlji podobni planet in njegovo domačo rdečo zvezdo.



Seveda eksotičnost doslej poznanih planetov ne pomeni, da je naše Osončje nekaj posebnega. Kot smo že komentirali ob enačbi za krožilno hitrost planeta (str. 70) današnje merilne tehnike skorajda še ne omogočajo odkritja Zemlji podobnih planetov. Tako taka osočja zelo verjetno obstajajo, le odkrili jih še nismo. Odkritje prvega Zemlji podobnega planeta ob zvezdi HO Tehtnice tako predstavlja pomemben mejnik v razumevanju našega mesta v vesolju. Tudi tretji planet v tem osončju ima le za 8 Zemelj snovi, vendar so razmere na njem zaradi večje oddaljenosti od zvezde precej negostoljubne.

Življenje v vesolju

Vsa ta prizadevanja bi poleg statistike pogostosti planetov rada odgovorila tudi na vprašanje, ali obstajajo tam zunaj svetovi podobni našemu. Sedaj poznamo planet z maso podobno Zemlji in temperaturo, ki je podobna naši. Za tekočo vodo potrebujemo, poleg vode, ki v vesolju ni pretirano redka, in temperature med lediščem in vreliščem, še primerno gosto atmosfero. Atmosfera obdaja večino planetov našega Osončja, odkrili pa so jo tudi na planetu ob zvezdi z oznako HD 209458. Zvezda planet tako močno segreva, da opazimo vpijanje svetlobe zvezde v njegovih izhlapevajočih natrijevih, ogljikovih in kisikovih (atomarnih) parah. To ni presenetljivo, saj so ti trije kemični elementi med najpogostejšimi v naravi.

Kaj pa možnost življenja? O tem je težko soditi, a zdi se, da so nekateri možni osnovni predpogoji nekoliko bližje uresničitvi. Sedaj vemo, da obstajajo več milijard let stari planeti, ki so tako po velikosti kot po temperaturi podobni Zemlji. Torej imajo morda tudi atmosfero in tekočo vodo. Dokaza o obstoju ali neobstoju življenja seveda ni. Kljub temu lahko v naslednjih desetletjih odkrijemo marsikaj. Če bi na primer ugotovili, da ima planet atmosfero in da je v njej namesto atomarnega molekularni kisik, ki bil to močan namig, saj tudi na Zemlji molekularni kisik obstaja kot posledica obstoja življenja. To seveda še ne bi bil dokaz, pač pa „namig s kolom“, kot se je, ko smo razpravljali o tej temi, slikovito izrazil kolega.

Razdalje med zvezdami so ogromne, zato stika z drugo civilizacijo gotovo ne bi iskali z vesoljskimi potovanji. Pri trenutno dosegljivi hitrosti naših vesoljskih ladij, ki je kakih 20 km/s, bi do najbližje zvezde za Soncem, ki je oddaljena 4 10^{16} m, potovali 2 10^{12} s, ali 65000 let. Namesto obiska je stik bolje iskati z radijsko komunikacijo. Za radio bi se odločili zato, ker so zvezde v radijski svetlobi tako temne, da v tej svetlobi ne uspemo zaznati niti najbližjih zvezd. Tako ni pretežko v ozkem pasu radijskih valovnih dolžin preglasiti svetlobe našega Sonca. Imamo torej možnost, da smo komu drugemu vidni. Vse vesolje sicer ni radijsko črno. Obstajajo nekatere radijsko aktivne zvezde, pa tudi sredice aktivnih galaksij so včasih zelo svetli izvori radijske svetlobe. Tako imamo razvito tehnologijo teleskopov, s katerimi lahko prisluškujemo radijskim signalom iz vesolja, ali pa take valove usmerjeno oddajamo proti določenemu objektu. Kar slišimo seveda ni kakšna vesoljska glasba ampak šum. Morda pa bomo namesto šuma kdaj zabeležili signal, ki se ga bo dalo razložiti le kot sporočilo? Predpogoj za to je seveda, da „tam zunaj“ obstaja še kakšna inteligentna civilizacija, ki je sposobna komunikacije z nami. Pa seveda, da poslušamo, čemur je namenjen projekt SETI (Search for Extraterrestrial Inteligence), ki v sprejetih signalih išče dokaze za obstoj zunajzemeljske inteligence. Doslej niso našli še ničesar.

O pogostosti življenja v vesolju je mogoče govoriti s pomočja enačbe, ki jo je leta 1960 predlagal Frank Drake. Število civilizacij N v naši Galaksiji, s katerimi je mogoča radijska komunikacija, opišemo kot zmnožek posameznih faktorjev. Pri tem prespostavimo, da se je življenje tam zunaj razvilo ob podobnih pogojih kot pri nas. To je seveda konzervativna predpostavka, vendar ob pomanjkanju izkušenj ne vemo, kakšne so še druge možnosti. Obenem se zdi, da je že zaradi potrebe po zapletenih kemičnih spojinah, ki sestavljajo žive organizme na Zemlji, marsikateri od pogojev, ki so bili prisotni ob razvoju naše civilizacije, tudi nujen.

Število radijsko aktivnih civilizacij je gotovo sorazmerno s številom $N_☼$ zvezd v naši Galaksiji, saj več zvezd pomeni tudi več „grelnikov“, ki lahko ustvarijo temperaturno primerno življenjsko okolje. Med zvezdami štejejo le tiste, ki imajo v svoji okolici tehnološko aktivno civilizacijo. Delež takih zvezd je torej sorazmeren s kvocientom ($t/T_☼$), kjer je t čas, v katerem je civilizacija tehnološko aktivna, $T_☼$ pa čas obstoja zvezde. Vsaka zvezda v svoji okolici seveda ne gosti tehnološko aktivne civilizacije. Delež takih zvezd je enak zmnožku posameznih faktorjev: f_P je delež zvezd, ki imajo planete, n_P je število planetov v določenem osončju, ki lahko podpirajo življenje, $f_Ž$ je delež teh planetov, na katerih se življenje tudi dejansko razvije, f_I nato delež tistih, na katerih se razvijejo inteligentne oblike življenja in končno f_T delež inteligentnih civilizacij, ki razvijejo tehnologijo za oddajanje in sprejemanje radijskih signalov iz vesolja. Drakova enačba se torej glasi

$$N = N_☼ (t/T_☼)\, f_P\, n_P\, f_Ž\, f_I\, f_T$$ Drakova enačba

Rezultat na levi strani enačaja seveda določajo vrednosti posameznih faktorjev. Število zvezd v Galaksiji je približno 300 milijard, torej je $N_☼ = 3\ 10^{11}$. Sonce bo lahko s spajanjem vodika v helij obstajalo približno 10^{10} let. Večina zvezd v Galaksiji ima nekoliko manjšo maso od Sonca, torej je njihov razvoj počasnejši in zato za $T_☼$ lahko privzamemo $T_☼ = 4\ 10^{10}$ let. Delež f_P je precej visok: sedaj vemo, da ima vsaj 30% vseh Soncu podobnih zvezd planete, take zvezde pa so v Galaksiji v večini. Torej je delež f_P med 0,1 in 0,5. Število planetov s primerno temperaturo za življenje je negotov. V našem Osončju je $n_P = 1$. Ker smo odkrili prve planete s podobno maso in površinsko temperaturo tudi okoli nekaj drugih zvezd, se zdi, da n_P ne more biti dosti manjši od te vrednosti, dosti večji pa seveda tudi ne. Vrednost $f_Ž$ je seveda močno negotova, saj imamo izkušnje le z enim primerom, nastankom življenja na Zemlji. Kljub temu si lahko pomagamo s časom, ki je bil po nastanku planeta potreben za nastanek življenja na Zemlji. Za planete starejše od milijarde let sta tako Charles H. Lineweaver in Tamara M. Davis ocenila, da je $f_Ž > 0{,}13$. Vrednosti preostalih faktorjev so vedno bolj negotove. Drake je ocenil delež planetov z življenjem, na katerih se razvijejo inteligentne oblike življenja, na $f_I = 0{,}01$. Podobno je negotovo, kolikšen delež inteligentnih civilizacij kadarkoli odkrije možnost komunikacije z radijskimi signali. Zopet lahko citiramo le Drakovo oceno $f_T = 0{,}01$. Končno je negotov tudi čas t, v katerem je civilizacija sposobna oddajati radijske signale. Ker je bil radio odkrit pred dobrim stoletjem in smo leta 1938 zgradili prve radijske teleskope, smo sedaj Zemljani dosegli $t \sim 100$ let. Trenutno seveda ne vidimo razloga, zakaj bi se ta era kmalu končala. Pa vendar je morda značilno, da civilizacija ob tehnološkem napredku in razvoju radijske tehnologije razvije tudi sposobnost za samouničenje, v našem primeru z jedrsko vojno. O tem kdaj in če sploh nas bodo politiki pognali čez rob seveda k sreči nimamo izkušenj, tako je vrednost t nekje med 100 leti in milijardo let. Pogosto privzamejo t = 10000 let, kar je podobno času obstoja modernega človeka.

Po množenju dobimo za število civilizacij N v naši Galaksiji, s katerimi je mogoča radijska komunikacija, vrednost

$N(N_☼ = 3\ 10^{11}, t = 10000$ let, $T_☼ = 4\ 10^{10}$ let, $f_P = 0{,}3$, $n_P = 1$, $f_Ž = 0{,}13$, $f_I = 0{,}01$, $f_T = 0{,}01) = 0{,}3$.

Vrednost je seveda močno negotova. Njeno osnovno sporočilo je, da je v vsaki galaksiji podobni naši kakšna tehnološko aktivna civilizacija. Na prvi pogled se morda zdi, da so zgornje številke dovolj negotove, da se da preprosto zagovarjati tezo, da smo v vesolju sami. Vendar ne smemo pozabiti, da je takih galaksij, kot je naša, v vesolju še kakšnih 100 milijard. Torej bi morali nekatere faktorje v zgornji enačbi potisniti nenavadno močno navzdol. Predpostaviti bi morali, da se vsaka civilizacija že kmalu po tehnološkem napredku uniči. Ker sedaj vemo, da planeti okoli Soncu podobnih zvezd niso nič posebnega, bi morali biti nenavadno konzervativni tudi pri vrednostih zadnjih treh f-faktorjev.

Zgornji oceni je mogoče očitati tudi pretirano konzervativnost. Če bi optimistično vstavili $t = 10^9$ let, ter $f_I = f_T = 1$, bi dobili $N = 3\ 10^8$. Kljub temu teh 300 milijonov civilizacij v naši Galaksiji pomeni, da je ob $N_☼ = 3\ 10^{11}$ zvezdah življenje redko posejano. Radijsko je mogoče komunicirati le s civilizacijo z vsake tisoče zvezde. Torej z zvezd v naši okolici ne bo odgovora na naš radijski klic. Najbližja civilizacija, ki bi nam lahko odgovorila, je oddaljena vsaj nekaj deset let potovanja svetlobe. Na naš klic bo treba torej čakati vsaj nekaj desetletij, ob manj optimistični oceni števila N pa desettisočletja.

Ugotovili smo, da v vesolju zelo verjetno nismo sami, vendar v neposredni okolici Sonca najbrž ni tehnološko aktivnih civilizacij, ki bi sprejemale in oddajale radijska sporočila. V medijih, zlasti v rumenem tisku, pogosto beremo o drugačnih možnostih stika, to je o obiskih nezemljanov. To naj bi bili zeleni možici z antenami na glavah, ki se vozijo z letečimi krožniki, ki se neslišno in z velikimi pospeški premikajo preko neba. Take zgodbe se zdijo neverjetne, vendar je njihov problem v resnici ravno obraten, to je, da so pretirano podobne našim vsakdanjim izkušnjam. Vesoljska potovanja med zvezdami namreč pomenijo stopnjo tehnološkega razvoja, ki je toliko naprednejša od naše, da o tem ne moremo niti kvalificirano razpravljati. Vseeno lahko ocenimo, kolikšna bo razlika v času razvoja, ki ga bosta imeli za sabo dve civilizaciji, ko bosta prišli v stik. Razvoj Sonca in s tem Zemlje traja 5 milijard let, vesolje pa je nastalo pred malo manj kot 14 milijardami let. Torej se časovna razlika ene milijarde let ne zdi pretirana. Če pridejo „oni“ na obisk, to seveda pomeni, da so oni naprednejša in zato milijardo let starejša civilizacija. Kaj se bo z življenjem zgodilo v naslednji milijardi let, ne vemo. Vemo pa, da so bile pred milijardo let na Zemlji najbolj napredne oblike življenja enocelični organizmi, podobni današnjim bakterijam. Če bo torej evolucija napredovala s podobno hitrostjo, bo v naslednji milijardi let prišlo do takega napredka, kot je razlika med bakterijo in človekom.

Pri stiku bo bili seveda „oni“ bolj napredni, torej bi nam pripadla vloga bakterij, ki bi se srečale z ljudmi. Za bakterije je tako srečanje lahko precej nenavadno. Na cesti se nalepijo na kolo avtomobila, ki jih po nekaj kilometrih zopet odvrže v obcestni jarek. Se bakteriji sploh sanja, da je doživela „stik“ z drugo civilizacijo, ki je sedela v avtomobilu?

Torej bi pri „stikih“ z drugimi civilizacijami pričakovali več živahnosti. Nobenih anten na glavah, saj jo ima celo mobilni telefon dandanes elegantno skrito v ohišju. Nobene ožgane trave ob pristankih letečih krožnikov, saj se menda celo Zemljani začenjamo obnašati ekološko. Namesto tega bi pričakovali vsaj hojo skozi stene, potovanje s skoki skozi skrite dimenzije prostora in podobno. In končno, mar smo sploh dovolj zanimivi, da bi nas obiskovalci preučevali in iskali stika z nami? Saj tudi avtomobilist ne razmišlja pretirano o bakteriji, ki se mu je prilepila na pnevmatiko. Je pa res, da tudi človek ob stiku z bakterijami pošlje nadnje bakterijam podobne strukture, pri ljudeh je to armada levkocitov. So torej zeleni možiceljni, če bi seveda bilo kaj resnice v novicah v rumenem tisku, levkociti nekega precej večjega organizma? Ampak zakaj se nam potem pustijo videti in zakaj takoj, ko jih zagledamo, pobegnejo? Očitno za tako razpravljanje nimamo nobene opore. Torej je bolje, da na tej točki končamo našo razpravo o našem in drugih osončjih.

LITERATURA

J. O. Bennett, S. Shostak, B. Jakosky: Life in the Universe (Benjamin-Cummings, 2002)

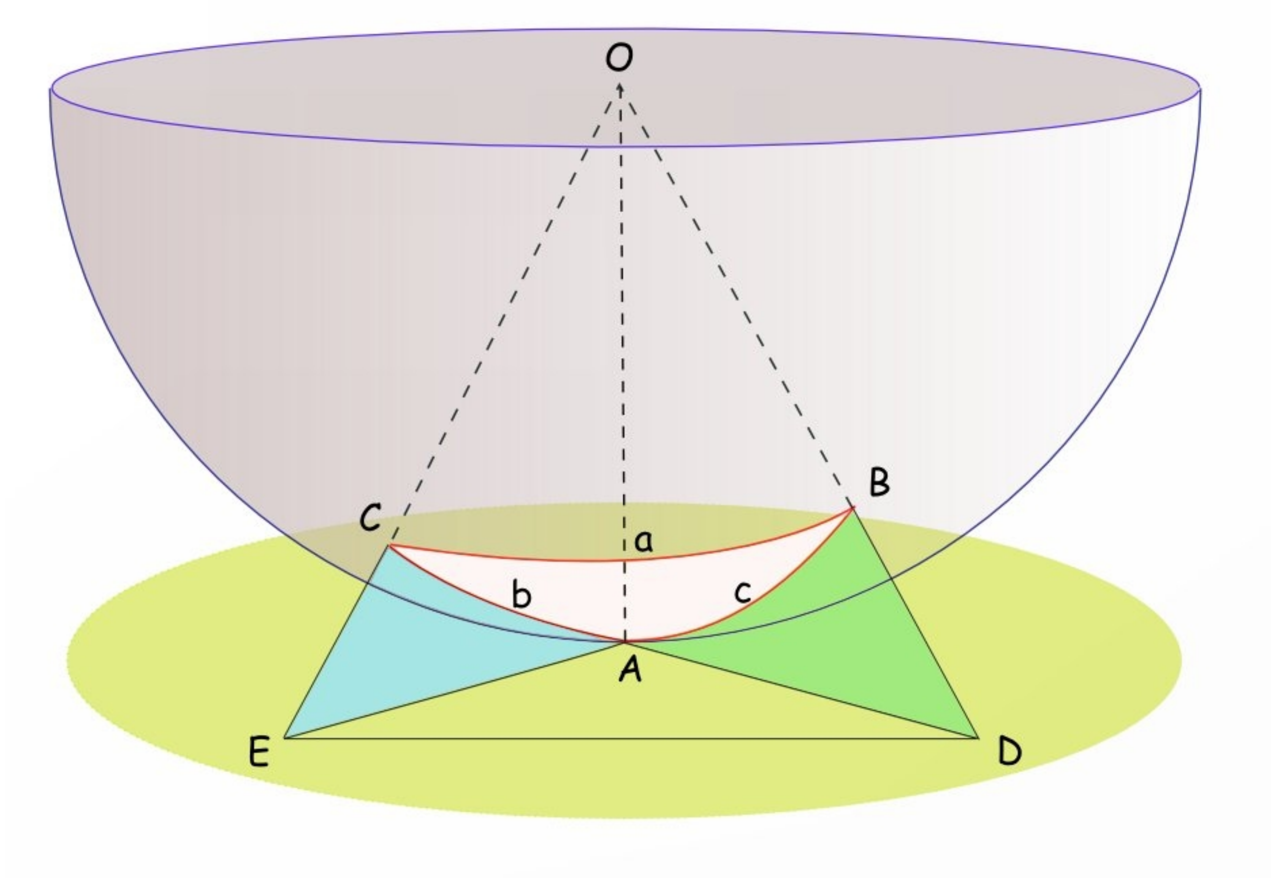
John S. Lewis: Physics and Chemistry of the Solar System (Academic Press, 1997)

Jay M. Pasachoff: Astronomy: from the Earth to the Universe (Brooks/Cole, 2002)

Tomaž Zwitter: Pot skozi vesolje (Modrijan, 2002)

Dodatek A: Izpeljava kosinusnega in sinusnega izreka za krogelni trikotnik

V glavnem tekstu smo že vpeljali krogelni trikotnik in se pomenili o merjenju in oznakah njegovih kotov in stranic. Tu bomo izpeljali kosinusni izrek, ki povezuje velikost enega od kotov ter dolžine vseh treh stranic, in sinusni izrek, ki vključuje pare nasprotnih kotov in stranic.



Sl. 56: Izpeljava kosinusnega izreka za krogelni trikotnik. Krogla stoji na podlagi, tako da je oglјišče A krogelnega trikotnika na dnu krogle. Pomožni točki D in E sta na tej podlagi, torej na v točki A pritisnjeni (tangencialni) ravnini na kroglo.

Kosinusni izrek izpeljemo s pomočjo ravninskega trikotnika ADE (slika 56). Trikotnik leži v tangencialni ravnini, ki se krogle dotika v oglјišču A. Točki D in E ležita na podaljških radialnih vektorjev OB in OC, kjer je O središče krogle. Ker ležita stranici AE in AD v tangencialni ravnini, sta pravokotni na radialni vektor OA. Zato sta ravninska trikotnika OAD in OAE pravokotna, s pravim kotom v oglјišču A. Torej lahko zapišemo geometrijske zveze:

$OD = OA/\cos c \qquad OE = OA/\cos b \qquad AD = OA \,\mathrm{tg}\, c \qquad AE = OA \,\mathrm{tg}\, b$

$DE^2 = OD^2 + OE^2 - 2\, OD\, OE \cos a \qquad DE^2 = AD^2 + AE^2 - 2\, AD\, AE \cos A$

Tako velja:

$(OA/\cos c)^2 + (OA/\cos b)^2 - 2\,(OA/\cos c)\,(OA/\cos b) \cos a =$

$= (OA \,\mathrm{tg}\, c)^2 + (OA \,\mathrm{tg}\, b)^2 - 2\, OA^2 \,\mathrm{tg}\, c \,\mathrm{tg}\, b \cos A$

$1/\cos^2 c + 1/\cos^2 b - 2 \cos a /(\cos b \cos c) = \mathrm{tg}^2 c + \mathrm{tg}^2 b - 2 \,\mathrm{tg}\, b \,\mathrm{tg}\, c \cos A$

$1 + \mathrm{tg}^2 c + 1 + \mathrm{tg}^2 b - 2 \cos a /(\cos b \cos c) = \mathrm{tg}^2 c + \mathrm{tg}^2 b - 2 \,\mathrm{tg}\, b \,\mathrm{tg}\, c \cos A$

ter po krajšanju kvadratov tangensov, množenju enačbe s (cos b cos c / 2) in preureditvi:

$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A$	Kosinusni izrek za krogelni trikotnik

kar je kosinusni izrek za stranico a in kot A. S permutacijo črk bi izrek lahko zapisali tudi za stranici in kota v ogljiščih B in C.

Sinusni izrek povezuje par stranic in njim nasprotnih kotov. Izpeljemo ga lahko iz kosinusnega izreka. Najprej zapišemo

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

kar nam da po množenju členov v prvem faktorju, krajšanju in preureditvi členov

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

Sedaj obe strani delimo s ($\sin^2 a \sin^2 b \sin^2 c$) in dobimo

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

Na desni strani enačbe enačbe nastopajo dolžine stranic a, b in c popolnoma simetrično. Torej se vrednost desne strani ne bi spremenila, če bi kot *A* in dolžino stranice *a* na levi strani zamenjali z *B* in *b* ali pa s *C* in *c*. Torej velja

$\sin A / \sin a = \sin B / \sin b = \sin C / \sin c$	Sinusni izrek za krogelni trikotnik

kar je sinusni izrek za krogelni trikotnik.