

ASTRONOOMIA

põhikooli loodusteaduste õpetajatele

Peeter Tenjes

Tartu 2008

I osa:
Üldine astronoomia

1. Tähistaevas ja taevakehade liikumine

1.1 Meie asend maailmas

Universum on kogu ruumi, aja, aine ja energia kooslus. **Astronoomia** on universumi uurimine. Universum ei sarnane ühelegi teisele objektile; ta nõuab, et me käsitleksime ainet mastaapides, mis on argikogemusele täiesti harjumatud. Galaktikad on enamasti kümne kuni saja miljardi tähe kogumid, mis laiuvad ruumis kümnete tuhandete **valgusaastate** ulatuses. Valgusaasta on *kaugus*, mille valgus läbib ühe aastaga ja on arvuliselt võrdne umbes 10 000 miljardi kilomeetriga. Kosmiliste kauguste mõõtmiseks ongi sobilik ühik valgusaasta.

1.2 Õine taevas, koordinaadid taevafääril

Selgel ööl võime näha umbes 3000 tähte. Lisades juurde vaatevälja teiselt poolt Maad, saame umbes 6000 palja silmaga nähtavat tähte. Inimsilmal on loomulik omadus näha seoseid ja kujundeid objektide vahel, mis ei ole tegelikult seotud. Juba hulk aega tagasi ühendasid inimesed heledamaid tähti konfiguratsioonidesse, mida nimetatakse **tähtkujudeks** ja millele antiikastronoomid andsid mütoloogiliste olendite, kangelaste ja loomade järgi nimesid.

Tähekujundid omavad kultuurilist tausta – muistse Hiina astronoomid nägid teistsuguseid mütoloogilisi kujundeid kui muistsed kreeklased või muistsed babüloomlased. Huvitaval kombel aga on erinevad kultuurid tihti eraldanud välja samu tähtede põhirühmi, vaatamata neile antud erinevatele tõlgendustele.

Muistsetel astronoomidel oli praktiline põhjus taeva uurimiseks. Mõnesid tähtkujusid kasutati meresõidul navigeerimiseks. Näiteks, Põhjanaan, Väikese Vankri osa, oli suunatud kogu öö jooksul üsna täpselt põhja. Teisi tähtkujusid kasutati algelise kalendrini külvi ja saagikogumise aja määramisel. Mitmetel rahvastel tähistas teatud tähe nähtavale ilmumine kevade algust ja talve lõppu.

Kui vaatame näiteks Orioni tähtkuju tähti kalemõõtmelises ruumis, siis näeme, et tähtkuju moodustavad tähed ei ole ruumis tegelikult kaugeltki lähestikku. Nad paiknevad lihtsalt Maalt vaadatuna ligikaudu samas suunas. Ent tähtkujud võimaldavad tähistada suuri taevapiirkondi, nii nagu geoloogid kasutavad kontinentide ja poliitikud kasutavad regioonide nimetusi (Lähis-Ida jne). Kokku on 88 tähtkuju. Ühe tähtkuju piires järjestatakse tähti nende näiva heleduse järgi. Heledaimale tähele omistatakse kreeka tähestiku täht α , heleduselt järgmisele β , jne, näiteks α Orionis. Mõnede tähtedele on siiski antud ka omaette nimed, nt α Orionis omab nime Betelgeuse.

Öö jooksul näivad tähtkujud ühtlaselt liikuvat üle taeva idast läände, ent juba muistsed tähevaatlejad märkasid, et tähtede suhtelised asendid jäid öisel liikumisel muutumatuks. Nende vaatlejate jaoks tulenes sellest loomulik järeldus, et tähed olid kinnitatud Maad ümbritsevale **taevafäärile** – tähtede pannoole, mis sarnanes

astronoomiliste taevakaartide joonistustele. Tähed näisid pöörlevat ümber punkti, mis asetses üsna Põhjanaela lähedal. Antiikastronoomidele oli see punkt telje asukohaks, ümber mille kogu taevafäär pöörles.

Tänapäeva teadmiste kohaselt on tähtede näiv liikumine tingitud mitte taevafääri, vaid Maa pöörlemisest. Põhjanael osutab suunale – põhja – kuhu näitab Maa pöörlemise telg. Ehkki teame, et taevafäär on mittekorrektne taeva kirjeldus, kasutame ikkagi seda mugavat kujutlust, et visualiseerida tähtede asendeid taevas. Punkti, kus Maa telg lõikub taevafääriga põhjapoolkeral, nimetatakse **taeva põhjapooluseks** ja see on täpselt Maa põhjapooluse kohal. Lõunapoolkeral määrab Maa telg vastupidises suunas **taeva lõunapooluse** ja see on otse Maa lõunapooluse kohal. Täpselt põhjapooluse ja lõunapooluse vahel paikneb **taevaekvaator**, mis on Maa ekvaatortasandi lõige taevafääriga.

Kõneldes tähtede asendist „taevas”, kasutavad astronoomid tavaliselt *nurkkauguseid*. Kuu ja Päikese näivad läbimõõdnud on umbes pool kraadi ehk 30 kaareminutit. 1 kaareminut on 60 kaaresekundit. Kogu täisring on 360 kraadi. Ent objekti ruumilise asendi määramiseks ei piisa tema nurkasendist, vaja on teada ka veel objekti kaugust. Nii tuleb eristada ka objekti tõelisi mõõtmeid ja tema nurkmõõtmeid. Mida kaugemal on objekt seda väiksem on tema nurkläbimõõt.

Täpsete mõõtmiste pärast on astronoomid sisse seadnud *koordinaadid taevafääril*. Koordinaadid on sarnased geograafilistele laius- ja pikkuskoordinaatidele Maa pinnal. Taevafääril nimetatakse neid vastavalt *käändeks* ja *otsetõusuks*. Käänet mõõdetakse kraadides taevaekvaatorilt põhja- või lõunapoole. Seega omab taevaekvaator käänet 0° , taeva põhjapoolus käänet $+90^{\circ}$ ja lõunapoolus käänet -90° . Otsetõusu mõõdetakse tundides, minutites ja sekundites ja ta suureneb ida suunas. Paralleelselt kasutatakse ka kraadimõõtu, ehkki harvem. Seos kahe mõõtsüsteemi vahel tuleneb asjaolust, et Maa teeb 24 tunni jooksul täispöörde 360° . Seega ühele tunnile, mida tähistatakse 1° , vastab 15° . Otsetõusu nullpunkti valik on üsna suvaline – selleks on tinglikult võetud Päikese asendi koht kevadisel pöörpäeval ehk nn *kevadpunkt*. Nii on võimalik anda taevafääril iga tähe asukoht. Näiteks Betelgeuse koordinaadid on $5^{\circ} 54^m$ kevadpunktist ida poole ja $7^{\circ} 24'$ taevaekvaatorist põhja poole. Tähistatava ööpäeval liikumisel jäävad koordinaadid muutumatuks, st ka koordinaatsüsteem liigub kaasa. Et olla päris täpne, tuleb lisada, et pika aja jooksul koordinaadid siiski veidi muutuvad. Põhjus on Maa pöörlemistelje pretsessioonis. Aastakümnete mastaabis tuleb seda täpsetes mõõtmistes arvestada.

1.3 Päikese ja tähtede liikumine

Aega mõõdame Päikese järgi: aeg ühest päikesetõusust teiseni, 24 tunnine päikesetõöpäev, on meie ajaarvamise aluseks. Päikese liikumine üle taeva, nn *päevane liikumine*, on Maa pöörlemise tulemus. Ent tähtede asendid *ei kordu* täpselt ööst öösse. Igal ööl tundub taevafäär olevat veidi nihutatud piki horisonti võrreldes eelmise ööga. Lihtsaim võimalus seda jälgida on märkida ära tähed, mis on näha vahetult pärast päikeseloojangut või enne päikesetõusu. Märkame, et nad on veidi nihutatud võrreldes eelneva ööga. Selle nihke tõttu on tähtede järgi mõõdetud ööpäev – **sideeriline ööpäev** – päikese-ööpäevast erineva pikkusega.

Maa osaleb samaaegselt kahes liikumises: ta pöörleb ümber oma telje ja **tiirleb** samal ajal ümber Päikese. Maa peab seetõttu pöörlema veidi rohkem kui 360° , et Päike

jõuaks tagasi täpselt endisesse asendisse taevast. Seega on aeg keskpäevast keskpäevani (päikese-ööpäev) veidi rohkem kui üks tõeline pöörlemise periood (sideeriline ööpäev). Meie planeet teeb 365 päevaga tiiru ümber Päikese, mistõttu vastav lisanurk on $360^{\circ}/365=0.986^{\circ}$. Kuna Maa läbib sellise nurga orbiidil 3.9 minutiga, siis ongi päikese-ööpäev 3.9 minutit pikem sideerilisest ööpäevast (ehk sideeriline ööpäev on umbes $23^{\circ}56^m$ pikk).

Kuna Maa tiirleb ümber Päikese, siis näib Päike liikuvat tähtede suhtes. Päikese näiv liikumine tähtede suhtes aasta vältel määrab taevastfääril joone, mida nimetatakse **ekliptikaks**. Nagu näha jooniselt, ekliptika on taevastfääril suurring, mis on kallutatud taevaekvaatori suhtes 23.5° . Tegelikult (joonis) on ekliptika tasand *Maa orbiidi tasand Päikese ümber*. Tema kalle tuleneb meie planeedi pöörlemistelje kaldest tema orbiidi tasandi suhtes.

Ekliptika punkt, kus Päike on kõige kaugemal põhja pool taevaekvaatorist, kannab nimetust **suvine päikeseseisak**. Jooniselt on näha, et Maa orbiidi selles punktis on meie planeedi põhjapoolus kõige lähemal Päikesele. See juhtub tavaliselt 21. juuni paiku – täpne kuupäev muutub aastast aastasse, kuna päevade arv aastas ei ole täisarv. Maa põhjapoolkeral asuvad punktid veedavad sellel päeval pikima osa ööpäevast päikesevalguses. Nii vastab suvise päikeseseisaku punkt ehk suvine pööripäev põhjapoolkera pikimale päevale ja lõunapoolkera lühimale päevale. Kuus kuud hiljem on Päike oma lõunapoolseimas punktis, ehk **talvise päikeseseisaku** (umbes 21. detsembril) ja see on lühim päev põhjapoolkeral ning pikim päev lõunapoolkeral. Need kaks asjaolu – päikese kõrgus horisondi kohal ja päeva pikkus – määravad **aastaajad**. Põhjapoolkeral on Päike suvel kõrgeimal horisondi kohal ja päevad on pikad, nii et temperatuur on tavaliselt palju kõrgem kui talvel, mil Päike on madalal ja päevad on lühikesed.

Kaks punkti, kus ekliptika lõikub taevaekvaatoriga, on **võrdpäevsuse** punktid. Nendel päevadel on päev ja öö ühepikkused. Kui Päike laskub põhjapoolkeral lõunapoolkerale, siis on **sügisene võrdpäevsus** (umbes 21. septembril); kui vastupidi, siis on **kevadine võrdpäevsus** (umbes 21. märtsil). Ajavahemik ühest võrdpäevsuse hetkest järgmise võrdpäevsuseni – 365.242 päeva – on tuntud kui **troopiline aasta**.

Need 12 tähtkuju, läbi mille Päike liigub oma teekonnal piki ekliptikat, omasid muistsetele astroloogidele erilist tähendust. Neid tähtkujusid nimetatakse **sodiaagiks**. Aeg, mis kulub tähtkujudel täisringi tegemiseks ümber taeva, et naaseda endisesse punkti, kannab nimetust **sideeriline aasta**. Selle aja jooksul teeb Maa täistiiru ümber Päikese. Üks sideeriline aasta on 365.256 tavalist päeva, st umbes 20 minutit pikem, kui troopiline aasta.

1.4 Kuu liikumine, päikese- ja kuuvarjutused

Kuu on meie lähim naaber. Nagu Päikegi liigub ta tähtede suhtes taevastfääril. Erinevalt Päikeses tiirleb Kuu ka tegelikult ümber Maa. Ta liigub taevastfääril kiirusega umbes 12° päevas, mis tähendab, et ta liigub oma lähimõõduga võrdse vahemaa umbes tunniga.

Kuu väljanägemine muutub korrapäraselt, avaldades **faasidena**, mis korduvad veidi enam kui 29 päeva tagant. **Noorkuu** ei ole taevast nähtav. Iga päevaga aga nähtav osa Kuust suureneb ja seda nimetataksegi Kuu *kasvavaks sirbiks*. Nädal peale noorkuud on näha pool Kuu kettast ja seda nimetatakse **esimeseks veerandiks**. Järgmise nädala vältel Kuu jätkab kasvamist kuni jõuab kaks nädalat peale noorkuud **täiskuuks** – kogu

Kuu ketas on nähtav. Järgmised kaks nädalat on Kuu *kahanev*, läbides **viimase veerandi** ja jõudes taas noorkuuks.

Tegelikkuses loomulikult Kuu ei muuda oma mõõtmeid ja kuju, kogu Kuu ketas on olemas kogu aeg. Erinevalt Päikesest ei kiirga Kuu ise valgust, vaid ainult peegeldab Päikese valgust. Alati on valgustatud pool Kuu pinnast. Ent alati ei pruugi me kogu seda valgustatud osa näha. Täiskuu ajal me näeme tõesti kogu valgustatud osa, ent noorkuu ajal on Maa poolt näha just mittevalgustatud osa.

Liikudes ümber Maa muutub Kuu asend tähtede suhtes. Ühe **sideerilise kuu** jooksul (27.3 päeva) teeb Kuu ümber Maa täispöörde ja jõuab samasse kohta taevafääril. Aega, mis kulub kogu faaside tsükli läbimisele, nimetatakse **sünoodiliseks kuuks** ja see on veidi pikem – umbes 29.5 päeva. Sünoodiline kuu on veidi pikem sideerilisest kuust samal põhjusel, kui päikese-päev oli veidi pikem sideerilisest päevast: kuna Maa tiirleb ümber Päikese, siis Kuu peab tegema täistiirust veidi rohkem, et jõuda orbiidil samasse faasi.

Aeg-ajalt – ent alati noorkuu või täiskuu ajal – satuvad Kuu ja Päike Maalt vaadatuna täpselt ühele joonele ning me näeme **varjutust**. Kui Kuu ja Päike on Maalt vaadatuna täpselt vastassuundades, siis liigub Maa vari üle Kuu, blokeerides Päikese valguse ja pimendades nii Kuu ketta **kuuvarjutusena**. Maalt vaadates näeme Maa kaarekujulise varju serva üle Kuu pinna libisemas. Tavaliselt on Päikese, Maa ja Kuu joondumine ebatäpne, nii et vari ei kata kunagi Kuud täielikult. See on tuntud **osalise kuuvarjutusena**. Mõnikord aga on varjutatud ka terve Kuu ketas ja see on **täielik kuuvarjutus** (joonis). Täielik kuuvarjutus kestab nii kaua, kui palju vajab Kuu aega Maa varju läbimiseks – mitte üle umbes 100 minuti. Sellel ajal omandab Kuu tihti tumepunasse varjundi, mis on tingitud väikesest kogusest Maa atmosfääris hajunud Päikese valgusest, mis siiski satub Kuu pinnale.

Kui Kuu ja Päike on Maalt vaadatuna täpselt samas suunas, leiab aset veelgi haaravam vaatepilt. Kuu möödub täpselt Päikese eest, muutes veidi ajaks päeva ööks **päikesevarjutusena**. Kui joondumine on ideaalne, siis on **täielik päikesevarjutus** ning ilmuvad nähtavale planeedid ja mõned heledamad tähed, kuna Päikese valgus on praktiliselt täiesti kadunud. Näha on ka Päikese tontlikku välist atmosfääri ehk *krooni*. **Osalise päikesevarjutuse** ajal ei läbi Kuu teekond täpselt Päikese keskpunkti ja vaid osa Päikese pinnast on varjatud. Ent seegi on huvitav.

Erinevalt kuuvarjutusest, mis on samaaegselt näha kogu Maa ööpoolel, on täielik päikesevarjutus näha vaid väikesel osal Maa päevapoolest. Kuu varju laius Maal on umbes 7000 km – ligikaudu kahekordne Kuu läbimõõt. Varjust väljaspool ei ole varjutust näha. Ent täisvarjutus on näha vaid varju kitsas keskosas, mida nimetatakse **umbraks**. Varjus, ent väljaspool umbrat, **prenumbras**, on varjutus osaline ning keskosast eemaldudes on päikesekestast kaetud üha vähem. Kõike seda illustreerib joonis. Täisvarjutuse haruldust näitab fakt, et umbra on alati väga kitsas – isegi parimatel juhtudel ei ületa tema laius 270 km. Kuna vari libiseb üle maapinna kiirusega 1700 km/t, siis ei ületa täisvarjutuse kestvus kunagi 7.5 minutit.

Kuu orbiit Maa ümber ei ole täpselt ring. Seetõttu võib varjutuse ajal Kuu olla liiga kaugel, nii et tema ketas ei kata Päikese ketast täielikult, isegi kui nende keskkohad kattuvad. Sellisel juhul täisvarju ei olegi – umbra ei ulatu Maani – ja Kuu varju ümbritseb kitsas päikesevalguse rõngas. Seda nimetatakse **rõngakujuliseks varjutuseks**. Umbes pooled päikesevarjutused on rõngakujulised.

Miks ei leia päikesevarjutus aset iga noorkuu ajal ja kuuvarjutus iga täiskuu ajal? Põhjuseks on Kuu orbiidi väikene kalle ekliptika suhtes (umbes 5.2°), nii et võimalus täis- (või noor)kuu sattumisest täpselt sellele ajale, mil Kuu läbib ekliptika tasandit (et Kuu, Maa ja Päike oleksid samal sirgel) on üsna väike.

Varjutused tähistavad tähelepanuväärset kosmilist kokkusattumist. Ehkki Päike on Maast palju kordi kaugemal kui Kuu, on ta ka palju suurem. Osutub, et kauguste suhe on peaaegu samasugune nagu läbimõõtude suhe, nii et Päike ja Kuu omavad *sama* nurkläbimõõtu – Maalt vaadates umbes pool kraadi. Seega võib Kuu katta Päikese praktiliselt täpselt. Kui Kuu oleks suurem, siis ei näeks me kunagi rõngakujulist varjutust ja päikesevarjutused oleksid palju sagedasemad. Kui Kuu oleks veidi väiksem, siis me näeksime ainult rõngakujulisi varjutusi.

1.5 Kauguste mõõtmine

Et saame teha taeva süstemaatilisi uuringuid, on vaja leida ka meetod taevakehade *kauguste* määramiseks. Üks meetod kauguste mõõtmiseks on **triangulatsioon**. See põhineb tavalisel geomeetrial ja on ka maapealsetes uuringutes laialt kasutusel. Triangulatsioon moodustab esimese lähtealuse terves kauguste mõõtmiste süsteemis, mis kokkuvõttes annab **kosmilise kauguste skaala**.

Teades kahest mõõtmisest nurgasuundi objektini ja nende mõõtmiste teostamise vahekaugust, **baasjoont**, on lihtne arvutada välja kaugus objektini. Kuna nurkade mõõtmise täpsus ei saa olla kunagi kuitahes hea, siis on suuremate kauguste mõõtmiseks vajalik pikem baasjoon. Maiste mõõtmiste puhul on võimalik paigutada kaks teleskoopi teine teisele pool maakera ja mõõta siis nurgad mingi objektini. Baasjoon on siis Maa läbimõõt. Vaatleja näeb enamasti siis, et objekt on kahel erineval fotodel kaugete tähtede suhtes nihkunud. Seda nihet nimetatakse **parallaksiks**. Mida suurem on parallaks, seda lähemal on objekt.

Teades kaugust objektini, on võimalik arvutada välja teisi vajalikke suuruseid. Näiteks, objekti nurkläbimõõdu alusel saab välja arvutada tema tõelist läbimõõtu.

2. Kaasaegse astronoomia kujunemine

2.1 Geotsentriline maailm

Universumi arengu ja ehituse uurimine suurtes mastaapides kannab nime **kosmoloogia**. Muistsetele kreeklastele oli universum aga esmajoones päikesesüsteem – täpsemalt Päike, Kuu, Maa ja sellel ajal tuntud planeedid. Tähti käsitleti kindlalt paigal olevatena taevasfääri küljes. Kreeka astronoomid panid tähele, et öö jooksul liikusid tähed ühtlaselt taevasfääril. Kuu jooksul liikus Kuu ühtlaselt mööda oma rada tähtede seas, läbides oma tavapärased faasid. Aasta jooksul liikus Päike mööda ekliptikat üsna ühtlase kiirusega ja praktiliselt muutumatu heledusega. Lühidalt, Kuu ja Päikese liikumine oli üsna lihtne ja korrastatud.

Muistsed astronoomid tundsid ka viit planeeti – Merkuuri, Veenust, Marssi, Jupiteri ja Saturni, millede liikumine aga ei olnud nii lihtne. Nende heledus muutub ja

nende asend tähtede keskel muutub. Planeedid näivad hulkuvat tähtede keskel. Planeedid ei lähe kunagi ekliptikast eriti kaugemale ja liiguvad enamasti idast läände, nii nagu Päikegi. Ent oma teekonnal nad aeg-ajalt kiirenduvad ja aeglustuvad, aeg-ajalt pöörduvad tagasi ja siis jälle edasi, kirjeldades nii silmuseid tähtede suhtes.

Nagu Kuu nii ka planeedid ei kiirga ise valgust, vaid peegeldavad Päikese valgust. Antiikastronoomid järeldasid õigesti, et planeetide muutuv heledus vastab planeetide muutuvale kaugusele Maast – planeet paistab heledamana, kui ta on Maale lähemal. Marss, Jupiter ja Saturn on alati heledamad oma läänesuunalise liikumise ajal.

Esimene päikesesüsteemi mudeli tegi kreeka filosoof Aristoteles ja see oli oma loomult **geotsentriline**, mis tähendas, et Maa asus universumi keskel ja teised kehad tiirlesid ümber Maa. Mudelis kajastus Aristotelese ja tema eelkäija Platoni veendumus, et ideaalne kujund on ring. Selline lihtsaim kirjeldus – ühtlane liikumine mööda ringjoont ümber Maa – vastas üsna hästi Päikese ja Kuu orbiitidele, ent ei kirjeldanud planeetide heleduste muutuseid ja nende läänesuunalist liikumist. Planeetidele oli vaja keerulisemat mudelit.

Uues mudelis liikus iga planeet ühtlaselt mööda väikest ringi, mida nimetati **epitsükliks** ja mille *keskkoht* liikus ühtlaselt ümber Maa mööda teist, suuremat ringi, mida nimetati **deferendiks**. Liikumine koosnes nüüd kahest erinevast ringorbiidist, mis lõi tingimuse, et vahepeal liigub planeet ka tagasisuunas. Ka planeedi kaugus Maast muutub, nii et näiva heleduse muutused said ka põhjendatud. Muutes epitsükli ja deferendi suhtelisi mõõtmeid ja liikumise kiiruseid neis olid muistsed astronoomid suurelised kirjeldama üsna hästi planeetide näivaid liikumisi. Mudel võimaldas ka liikumisi ette ennustada tolle aja jaoks piisava täpsusega.

Ent aja jooksul vaatluste arv ja kvaliteet üha paranes ning sai selgeks, et lihtne epitsükli-mudel ei ole täpne. Vaatlustega ühildamiseks oli vaja lisada teatud parandeid. Umbes aastal 140 konstrueeris kreeka astronoom Ptolemaios mudeli, mis seletas olemasolevaid andmeid viie planeedi ning Kuu ja Päikese kohta üsna hästi. Ent see nn **Ptolemaiiose mudel** vajas tervelt 80 erinevat ringi.

2.2 Päikesesüsteemi heliotsentriline mudel

Ptolemaiiose universumi mudel elas enam-vähem muutumatuna peaaegu 1300 aastat, kuni Poola vaimulik, Mikolaj Kopernik taasavastas Aristarchose **heliotsentrilise** (Päikese-keskse) mudeli ja näitas, et see andis loomulikuma seletuse vaatlusandmetele kui geotsentriline kosmoloogia. Kopernik tõi sisse asjaolu, et Maa pöörleb ümber oma telje ja sarnaselt teistele planeetidele tiirleb ka ümber Päikese. Vaid Kuu tiirleb ümber Maa.

Kui eeldame, et Maa liigub oma orbiidil Marsist kiiremini, siis jõuab Maa Marsile järele ja möödub sellest, mistõttu Marss näib liikuvat tagasisuunas. Pangem tähele, et Koperniku mudelis on planeetide tagasisuunaline liikumine vaid näiline, Ptolemaiiose mudelis oli see tõeline.

Koperniku põhiline motivatsioon heliotsentrilise süsteemi aktsepteerimiseks oli lihtsus. Ent kuna ta kasutas planeetide orbiitidena ringe, siis mudeli kooskõlla viimiseks vaatlustega oli ta sunnitud sisse tooma ka epitsükliid. Tõsi, epitsükliite mõõtmed olid väiksemad. Nii aga muutus tema mudel samuti komplitseerituks ja täpsuski oli sama, mis Ptolemaiiose mudelil.

2.3 Planeetide liikumise seadused

Koperniku surmale ja tema päikesesüsteemi teooria publitseerimisele järgneva sajandi jooksul andsid Johann Kepler ja Galileo Galilei suure panuse astronoomiateadusesse. Kepleri töö baseerus Tycho Brahe, ühe kõigi aegade parima astronoomi-vaatlaja andmete ulatuslikul valimil. Enamus vaatlustest, mis olid tehtud mitukümmend aastat enne teleskoobi leiutamist, teostati tema enda observatooriumis nimega *Uraniborg*, Taanis. Omaenda konstrueeritud instrumentide abil teostas Tycho pretsedenditult täpseid vaatluseid tähtede, planeetide ja teiste põhjapoolkera huvitavamate taevanähtuste kohta.

Kepler püüdis leida teooriat, mis seletaks Brahe planeetide liikumise andmeid ilma epitsüklieta. Peale paljusid katseid otsustas ta hüljata lihtsa eelduse ringorbiitidest. Tulemuseks oli üllatav lihtsus. Peale mitmeid eksitusi formuleeris Kepler oma planeetide liikumise seadused.

Kepler määras planeetide orbiitide kuju triangulatsiooni abil, ent baasina ei kasutanud mitte Maa läbimõõtu, vaid Maa asendit oma orbiidil erinevatel ajahetkedel aastas. Võttes baasjooneks Maa orbiidi, oli Kepler võimeline määrama planeetide orbiitide suhtelised mõõtmed. Teades planeetide asendeid erinevatel öödel, oli Kepler võimeline määrama ka planeetide kiirused.

Kepleri esimene seadus puudutab planeetide orbiitide kujusid:

planeetide orbiidid on ellipsid, mille ühes fookuses asub Päike.

Tegelikult on planeetide orbiidid siiski üsna sarnased ringidele, st vastavate ellipsite lapikus on väike. Vaid Merkuuri ja Pluto orbiitidel on veidikenegi suurem lapikus. Väike lapikus on ka põhjuseks, et Koperniku ja Ptolemaiose teooriad olid ligikaudu korrektsed.

Kepleri teine seadus puudutab planeetide liikumise kiiruseid orbiidil:

kujuteldav joon, mis ühendab Päikest ja planeeti, katab võrdsetes ajavahemikes võrdse pindala ellipsis.

Seda seadust illustreerib joonis. Niisiis, kui planeet on fookusele lähemal, siis on tema liikumise kiirus suurem. Kepleri elliptilised orbiidid andsid varasemast palju suurema täpsuse planeetide liikumise ette ennustamiseks. Pangem tähele veel, et need seaduste kehtivus ei piirdu planeetidega vaid nad on õiged *iga* tiirleva keha jaoks. Näiteks luuresatelliidid liiguvad Maa pinna lähedal kiirelt mitte võimaste mootorite tõttu, vaid kuna nad liiguvad mööda tugevalt elliptilist orbiiti.

Kepler avaldas esimesed kaks seadust 1609. a., märkides, et ta on nad tõestanud vaid Marsi orbiidi jaoks. Kümme aastat hiljem laiendas ta neid kõikide tuntud planeetide jaoks (Merkuur, Veenus, Maa, Marss, Jupiter ja Saturn) ning lisas juurde kolmanda seaduse, mis seob planeetide orbiitide mõõtmeid nende sideeriliste perioodidega – ajaga, mis kulub Päikese ümber täispöörde tegemiseks. *Kepleri kolmas seadus* on:

planeetide orbitaalperioodide ruudud on võrdelised nende suurte pooltelgede kuupidega.

Eriti lihtsaks muutub seadus, kui valime aja ühikuks (Maa) aasta ja pikkusühikuks *astronoomilise ühiku*. Üks **astronoomiline ühik** on Maa orbiidi suurema pooltelje pikkus – sisuliselt ligikaudu kaugus Maa ja Päikese vahel. Nendes ühikutes aja ja kauguse jaoks võime kirjutada Kepleri kolmanda seaduse suvalise planeedi jaoks kujul

$$P^2 \text{ (Maa aastates)} = a^3 \text{ (astronoomilistes ühikutes)},$$

kus P on planeedi sideeriline tiirlemisperiood ja a on tema suure pooltelje pikkus. See seadus annab, et planeetide „aasta” P suureneb kiiremini, kui tema orbiidi mõõtmed a . Näiteks, Saturn asub kaugusel 10 aü, kuid periood on 30 aastat.

Tabelis on toodud vastavad andmed üheksa teadaoleva planeetide kohta. On näha, et (1) välja arvatud Merkuur ja Pluto on planeetide orbiidid üsna ringilähedased (ekstsentrilisus väga väike), (2) Kepleri kolmas seadus kehtib üsna hästi. Kõrvalekalle Uraani ja Neptuuni puhul on tingitud nende planeetide vahelisest gravitatsioonilisest tõmbest.

Planeet	Suur pooltelg a (aü)	Orbitaalperiood P (aasta)	Ekstsentrilisus e	P^2/a^3
Merkuur	0.387	0.241	0.206	1.002
Veenus	0.723	0.615	0.007	1.001
Maa	1.000	1.000	0.017	1.000
Marss	1.524	1.881	0.093	1.000
Jupiter	5.203	11.86	0.048	0.999
Saturn	9.537	29.42	0.054	0.998
Uraan	19.19	83.75	0.047	0.993
Neptuun	30.07	163.7	0.009	0.986
Pluto	39.48	248.0	0.249	0.999

Umbes samal ajal, mil Kepler töötas välja oma seaduseid leidis ka Galileo Galilei argumente Koperniku süsteemi toetuseks. Teleskoop leiutati Hollandis 17. sajandi algul. Kuuldes sellest leiutisest (ent mitte omades seda) ehitas Galilei ise teleskoobi 1609. a. eesmärgiga vaadelda taevast. See mida ta nägi andis hulgaliselt uusi andmeid Koperniku ideede toetuseks.

Teleskoopi kasutades avastas Galilei, et Kuul on mäed, orud ja kraatrid – maastik, mis sarnanes üsnagi Maa omaga. Vaadeldes Päikest (midagi, mida ei maksa *kunagi* otseselt teha ja mis muutis ka Galilei faktiliselt pimedaks) leidis ta, et Päikese pind ei ole veatu, vaid sisaldab tumedaid laiike, mida tunneme praegu *päikeseplekkide* nime all. Järgides päikeseplekkide liikumist järeldas ta, et Päike pöörleb, tehes täispöörde umbes ühe kuuga. Pöörlemistelg on ligikaudu risti ekliptika tasandiga. Need andmed olid otseselt vastuolus tolleaegsete seisukohtadega.

Uurides Jupiteri märkas Galilei nelja väikese valguspunktikest, mis liikusid ümber Jupiteri ning sai aru, et need on Jupiteri kuud. Galileole oli asjaolu, et teise planeedi ümber olid kuud, tugevaim argument Koperniku mudeli toetuseks; ilmselt ei olnud Maa kõikide asjade keskkoh. Ta leidis ka, et Veenuse faasid muutusid tsükliliselt nii nagu Kuulgi (joonis). See oli aga seletatav kui planeet tiirleb ümber Päikese.

2.4 Päikesesüsteemi mõõtmed

Kepleri seadused võimaldavad konstrueerida päikesesüsteemi *suhteliste* mõõtmete mudelit, kuid ei ütle midagi *tegelike* mõõtmete kohta. Kuna Kepleri triangulatsiooni meetod kasutab kõikjal baasjoonena Maa orbiiti ning seetõttu avalduvad kaugused ka vaid suhteliste mõõtmetena. See on sama, kui meil oleks Eesti kaart, millel oleks antud vaid, et kaugus Tartust Tallinnani on kaks ja pool korda suurem kui kaugus Tartust Võruni ent väärtused kilomeetrites puuduksid.

Kui me saaksime kuidagi määrata Maa kauguse Päikesest, st astronoomilise ühiku väärtuse, siis oleks korras. Kahjuks ei ole võimalik määrata Päikese parallaksi, kasutades Maa läbimõõtu baasjoonena. Päike on selleks liiga hele ja liiga suur. Vaja oleks mingit muud meetodit.

Enne 20. sajandi algust olid täpseimad astronoomilise ühiku määramised tehtud Merkuuri ja Veenuse triangulatsiooni abil kui nad läksid täpselt Päikese ja Maa vahelt läbi. Kuna Päikese eest läbiminekut saab määrata väga täpselt, siis kasutati seda planeedi täpse asendi määramiseks taevas. Seda vaatlust saab teostada aga Maa erinevates punktides ja seejärel lihtsa geomeetria abil arvutada kaugus planeedini. Näiteks, Veenuse parallaks tema suurima lähenemise ajal Maale, vaadelduna Maa vastasservadest, on umbes $1'$, mis on teleskoopidega kergelt mõõdetav. See parallaks vastab kaugusele 45 miljonit km. Siit on astronoomiline ühik aga juba lihtsalt arvutatav ja vastus on 150 miljonit km.

Kaasajal on absoluutset mastaapi võimalik täpsemini määrata radari abil, kus raadiosignaali peegeldub planeedilt tagasi. (Päikese kaugust ei ole nii võimalik mõõta, sest Päike neelab raadiokiirguse ja midagi ei peegelda tagasi.) Teades valguse kiirust, saab arvutada kauguse lihtsalt. Just Veenuse abil on tehtud täpseimad astronoomilise ühiku määramised.

2.6 Newtoni seadused

Kepleri kolm seadust avastati empiirilisel. Teisiti öelduna, nad põhinesid täielikult vaatlusandmete analüüsil ja ei tulenenud mingist matemaatilisest mudelist. Nende nähtuste sügavama sisu avas 17. sajandil inglise matemaatik Isaac Newton.

Planeetide orbiitide põhjus on Päikese ja planeedi vastastikune gravitatsiooniline tõmme, mis tõmbab liikuvat planeeti Päikese poole ja tingib nii planeedi orbiidi kõverdumise. Kuna Päike on oluliselt massiivsem, kui ükski teine planeet, siis tema tõmme domineerib. Niisiis, kahe jõu – gravitatsiooni ja inerts – tasakaal määrab planeedi liikumise ning tulemuseks on stabiilne orbiit ruumis. Maa tiirleb ümber Päikese kiirusega umbes 30 km/s.

Newtoni mehhaanika abil saab arvutada seose planeedi kauguse r ja planeedi orbiidil liikumise kiiruse v vahel. Kui Päikese mass on m , siis võrdsustades planeeti ringorbiidil hoidva jõu gravitatsiooni jõuga, saame seose

$$v^2 = Gm/r,$$

kus G on gravitatsiooni konstant. Jagades selle kiiruse orbiidi ümbermõõduga ($2\pi r$), saame Kepleri kolmanda seaduse kujul

$$(P/2\pi)^2 = r^3/GM,$$

kus $P = 2\pi r/v$ on orbitaalperiood. Kuna G on laboratooriumides mõõdetud ja me teame aasta pikkust ja astronoomilise ühiku pikkust, siis saame Newtoni mehhaanika alusel kaaluda Päikest. Asetades tuntud väärtused $v = 30$ km/s, $r = 1$ aü = $1.5 \cdot 10^{11}$ m ja $G = 6.7 \cdot 10^{-11}$ Nm²/kg² võrrandisse, saame arvutada Päikese massi $m = 2.0 \cdot 10^{30}$ kg. Sarnaselt, teades kaugust Kuuni ja (sideerilise) kuu pikkust, saame arvutada Maa massi $6.0 \cdot 10^{24}$ kg.

Niimoodi määratakse tegelikult kõik massid astronoomias. Kuna me ei saa sõita kohapeale ja otseselt kaaluda, siis tuleb kasutada objekti gravitatsioonilist mõju millelegi. See kehtib planeetide, tähtede, galaktikate ja isegi galaktikate parvede kohta.

Newtoni liikumisseadused ja gravitatsiooniseadus andsid Kepleri seadustele teoreetilise selgituse. Newtoni teooria tegi ka parandid Kepleri esimesse ja kolmandasse

seadusesse. Osutus, et planeedid ei tiirle täpselt Päikese ümber. Nii Päike kui ka planeet tiirlevad nende ühise **masskeskme** ümber. Kuna Päike ja planeet tunnevad võrdset ja vastassuunalist gravitatsioonijõudu (Newtoni kolmas seadus), siis ka Päike peab liikuma planeedi gravitatsioonilise mõju tõttu. Päike on aga niivõrd raskem planeedist, et planeet–Päike süsteemi ühine masskeskne asub väga lähedal Päikese tsentrile. Seetõttu on Kepleri seadus ka üsna täpne. Niisiis, täpne Kepleri esimene seadus on:

planeedi orbiit Päikese ümber on ellips, mille fookuses asub planeet–Päike süsteemi masskeskne.

Joonis illustreerib erinevate massidega objektide masskeskmete asendit ja orbiite. Kui massid on võrreldavad, siis asub masskeskne nende objektide vahel, kus asub ka mõlema objekti trajektoori fookus. Kui ühe keha mass on suurem, siis asub masskeskne sellele kehale lähemal ja selle keha orbiit on ka väiksem. Kui masside erinevus on selline nagu mingi planeedi ja Päikese puhul, siis mahub Päikese orbiit Päikese sisemusse.

Ka Kepleri kolmandasse seadusesse on parandus Päikese ja planeedi puhul väike. Muude kehade puhul võib see olla aga oluline. Newtoni teooria põhjal on võimalik näidata, et täpne seos planeedi orbiidi suure pooltelje a (mõõdetud astronoomilistes ühikutes) ja planeedi orbitaalperioodi P (mõõdetud aastates) vahel on

$$P^2[a] = a^3[\text{aü}] / M_{\text{kogu}}[M_{\odot}],$$

kus M_{kogu} on kahe keha kogumass ja ühik $M_{\odot}$ tähistab Päikese massi (tavapärane tähistus). Märkame, et Kepleri kolmanda seaduse üldstruktuur säilib, ehkki täpne võrdeteguri väärtus ei ole sama kõikide planeetide puhul. Ent kuna Päikese mass on palju suurem iga planeedi massist, siis küllalt heas lähenduses on võrdetegur sama.

Gravitatsiooniseadus, mis kirjeldab planeetide orbiite Päikese ümber, kirjeldab ka planeetide kaaslaste ja tehiskaaslaste orbiite. Kõik Maa ümber liikuvad tehiskaaslased liiguvad orbiitidel, mis on määratud Maa gravitatsioonijõu ja raketi stardil antud algkiiruse poolt. Kui rakett sai algul piisava kiiruse, siis ta saab minna orbiidile. Raketid, mis ei oma piisavat kiirust (nagu kontinentidevahelised ballistilised raketid) ei jõua orbiidile ja kukuvad Maale tagasi.

Mõned kosmoselaevad, nagu robot-satelliidid teiste planeetide juurde, võivad omandada piisavalt kiirust, et lahkuda meie Maa gravitatsiooniväljast ja mitte kunagi siia tagasi pöörduda. See kiirus, mis on tuntud **paokiirusena**, on $\sqrt{2}$ korda suurem ringorbiidil liikumise kiirusest ja antud valemiga

$$v_{\text{esc}}^2 = 2Gm/r.$$

Ringkiirusest väiksemate puhul kehtib kõnekäänd „Mis üles läheb, see peab ka alla tulema”. Ringkiiruste ja paokiiruste vahepealsete kiiruste puhul jääb keha stabiilsele orbiidile tiirlema. Paokiirustest suuremate kiiruste puhul võib keha lahkuda ära. Iga keha omab mingit paokiirust. Mida kaugemal me kehast oleme, seda väiksem on paokiirus, st seda kergem on lahkuda. Maa jaoks on ringkiirus 7.9 km/s ja paokiirus 11.2 km/s. Kehade puhul, mis omavad paokiirusest suuremat kiirust, öeldakse, et nende liikumine ei ole **suletud** ja orbiit ei ole enam ellips. Sellisel juhul on trajektoor *hüperbool*. Kui Kepleri esimeses ja teises seaduses vahetada sõna *ellips* sõnaga *hüperbool*, siis kehtivad ka sellel puhul endiselt need seadused. Kepleri kolmas seadus ei saa aga kehtida põhjusel, et hüperbooli puhul ei saa rääkida perioodist.

3. Kiirgus ja spektroskoopia

3.1 Elektromagnetiline spekter

Meie teadmised mingi planeedi, tähe, galaktika kohta tulevad nende objektide kiiratud elektromagnetilise kiirguse tõlgendamisest meile teadaolevate füüsika seaduste alusel. **Nähtav valgus** on sellist tüüpi elektromagnetiline kiirgus, millele inimsilm on tundlik. Ent on olemas ka nähtamatu elektromagnetiline kiirgus, mida me ei näe. Sellese liiki kuuluvad **raadio-**, **infrapuna-** ja **ultraviolettlained**, aga ka **röntgenkiired** ja **gammakiired**. Elektromagnetiline kiirgus levib valguse kiirusega. Väga pikkade vahemaade läbimiseks võib seetõttu kuluda ka väga pikk aeg. Andromeeda galaktika suure kauguse tõttu on see valgus, mida me praegu näeme, hakanud sealt tulema 3 miljonit aastat tagasi. Me ei saa kunagi näha universumit nii nagu see parajasti on vaid ainult nii nagu see kunagi varem oli.

Nähtav kiirgus on vahemikus umbes 400 nm – 700 nm. Pikemate lainepikkuste pool asuvad raadio- ja infrapunakiirgus. Infrapunakiirgust adume me soojana. Väiksematel lainepikkustel asuvad ultraviolet-, röntgen- ja gammakiirgused. Gammakiirgus on enamasti argielus seotud radioaktiivsusega ja kahjustab elusrakke.

Inimsilm on tundlik vaid väga väikesele osale spektrist. Lisaks, vaid väike osa astronoomiliste objektide kiirgusest jõuab maapinnani atmosfääri läbipaistmatuse tõttu. Atmosfääri läbipaistmatus sõltub üsna keerulisel moel lainepikkusest (joonis). Põhjuseks on asjaolu, et erinevad atmosfääri gaasid neelavad erinevaid lainepikkuseid. Näiteks veeaur (H_2O) ja hapnik (O_2) neelavad raadiolaineid lainepikkusega alla sentimeetri, veeaur ja süsinikdioksiid (CO_2) neelavad tugevalt infrapunast kiirgust. Ultraviolet-, röntgen- ja gammakiirguse läbitulekut atmosfäärist takistab kõrgel Maa atmosfääris asuv *osoonikiht*. Nähtavat kiirgust takistavad ajuti pilved. Väga kõrgel (umbes 100 km) asuv *ionosfäär* takistab pikalainelise (üle 10 m) raadiokiirguse läbitulekut. Sarnase blokeerimise tulemus on, et eksisteerivad vaid mõned “aknad” – selgelt määratletud elektromagnetspektri piirkonnad, millele atmosfäär on täiesti läbipaistev. Veel mõnedes piirkondades on läbipaistvus väike ent siiski olemas, nii et näiteks kõrgele mäe tippu tõusmine suurendab läbipaistvust oluliselt. Sellel põhjusel ehitatakse infrapunateleskoobid kõrgetesse mägedesse. Lühikese lainepikkusega (ultraviolet ja lühemaid) vaatluseid saab teha aga vaid kosmosest tehiskaaslaste pealt.

3.2 Kiirguse spektraaljaotus

Kõik makroskoopilised kehad – tuli, jääkuubikud, inimesed, tähed – kiirgavad pidevalt, vaatamata oma kujule, mõõtmetele, keemilisele koostisele. Nad kiirgavad, kuna mikroskoopilised laetud osakesed, millest nad koosnevad, on pidevalt muutuvus juhuslikus liikumises ning kus iganes laetud osake muudab oma liikumist siis kaasneb sellega elektromagnetiline kiirgus. Mikroskoopiliste liikumiste otsene mõõt on keha **temperatuur**. Mida kuumem on keha, seda kiiremad on keha koostisosade liikumine ja seda tugevam on kiirgus.

Kiirguse tugevust suvalises ruumpunktis iseloomustab kiirguse **intensiivsus**. Ükski looduslik keha ei kiirga kogu oma kiirgust vaid ühel lainepikkusel. Energia on

jaotunud tervel lainepikkuste vahemikul. Kiirgusenergia jaotus sageduste järgi omab selget maksimumi teatud sageduse juures (joonis). Jaotus selle maksimumi ümber ei ole sümmeetriline – madalate sageduste poole kahaneb intensiivsus aeglasemalt. Selline üldkuju on iseloomulik *igale* kehale, vaatamata tema mõõtmetele, kujule, temperatuurile. Vastavat matemaatiliselt idealiseeritud kiirgusjaotus vastab nn *mustale kehale* – kehale, mis neelab kõik temale langeva kiirguse. Joonisel kujutatud kiirgusintensiivsuse sõltuvus sagedusest on **musta keha kiirgusjaotus** (ehk ka Plancki kiirgusjaotus). Reaalselt ei ole ükski teha täpselt sellise energiajaotusega. Ent tihti on see hea lähendus.

Kui temperatuur suureneb, siis nihkub musta keha kiirgusjaotus suuremate sageduste (ehk väiksemate lainepikkuste) suunas. Argielust on see meile teada: mida kõrgem on temperatuur, seda sinisem on kiirgus. Hästi madala temperatuuri puhul (elektriradiaatorid) on kiirgus infrapunaste lainepikkuste alas. Nii ongi, et iga keha, mille temperatuur on umbes 300 K, kiirgab nähtamatut infrapunast kiirgust. Kui temperatuur tõuseb 1000 K-ni, siis on ka enamus kiirgusest infrapunases piirkonnas, ent väike osa satub juba ka nähtavasse tumepunasesse piirkonda. Temperatuuri 4000 K juures hakkab värvuse maksimum nihkuma punasest piirkonnast kollasesse. Alates 7000 K-st nihkub maksimum sinisesse piirkonda. Seda asjaolu iseloomustab matemaatiliselt **Wieni seadus**, et kiirguse maksimumi lainepikkus on pöördvõrdeline temperatuuriga

$$\lambda_{\max} \sim 1/T.$$

Juhul kui lainepikkust mõõdame sentimeetrites on võrdetegur selles valemis 0.29 cm·K. Argielust on teada ka, et kõrgema temperatuuriga kehad kiirgavad rohkem energiat. Seda väljendab matemaatiliselt **Stefani seadus**, et kõikidel sagedustel kiiratud koguenergia voog on võrdeline temperatuuri neljanda astmega

$$F_{\text{kogu}} \sim T^4.$$

Võrdetegur selles valemis on SI süsteemi ühikute jaoks $5.67 \cdot 10^{-8} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \text{K}^4$.

Maapealsed kehad ei oma piisavalt kõrgeid temperatuure väga suuresagedusliku kiirguse kiirgamiseks. Vaid termotuuma plahvatused on piisavalt kuumad, et kiirguse maksimum satuks röntgen- või gammapiirkonda. (Röntgenaparaadid kiirgavad vaid kitsas sageduste vahemikes ja see kiirgus ei teki kõrge temperatuuri tõttu, vaid muudel põhjustel.) Paljud kosmilised objektid kiirgavad aga olulise koguse ultravioletti, röntgen- ja isegi gammakiirgust. Näiteks ehkki meie harjumuspärase Päikese kiirgusmaksimum on optilises piirkonnas, on päikesekrooni kiirgus valdavalt röntgenpiirkonnas. Joonisel on näha Päike erinevatel lainepikkustel. Ilmselt annavad erinevad lainepikkused üksteisele täiendavat informatsiooni.

Musta keha kiirgusjaotust kasutatakse astronoomias objekti temperatuuri määramiseks. Nii on Päikese temperatuur kiirgusjaotuse järgi üsna täpselt määratav 5800 K. Veel näiteks, külmade, nähtamatute galaktilise gaasipilvede temperatuur tuleb 60 K (kiirgus valdavalt raadiopiirkonnas), noorte tekkivate tähtede ümbriste temperatuur on 600 K (kiirgus infrapunases), heledaimad kuumad tähed omavad temperatuure 50000 K.

Kui me vaatame kiirgavat objekti, liikudes ise mingi kiirusega objekti suhtes, siis me näeme, et objekti kiirguse spekter on nihutatud. Objektist eemaldudes näeme, et nihe on punase poole, objektile lähenedes on nihe sinise poole. Toodud nähtus kehtib mitte ainult elektromagnetkiirguse suhtes, vaid igasuguse lainetuse suhtes (ka häälelainete suhtes). Sellist liikumisest tingitud vaadeldava sageduse (lainepikkuse) muutust nimetatakse **Doppleri efektiks**. Ei ole oluline, kas liigub kiirgaja või kiirguse vastuvõtja – tähtis on suhteline kiirus. Seejuures on oluline vaid kiirus *piki* vaatejoont (vaatejoonega

ristiliikumine ei mõju). Elektromagnetlainete puhul on lainepikkuse suhteline nihe leitav seadusest

$$\Delta\lambda/\lambda = v/c,$$

kus v on kiirus piki vaatejoont ja $\Delta\lambda$ on lainepikkuse muutus. Kuna valguse kiirus c on suur, siis saab Doppleri efekt oluliseks ainult üsna suurte kiiruste puhul.

3.3 Spektrijooned, spektraalanalüüs

Tegelikkuses ei kiirga ükski kosmiline objekt täpselt musta keha spektrit. Eelpool vaadeldud spektrid on **pidevate spektrite** näited, kus on esindatud pidevalt kõik lainepikkused (sagedused). Mitte kõik spektrid ei ole aga pidevad. Näiteks, kui me tekitame sädelahenduse puhtas vesiniku pilves, siis hakkab pilv helenduma, st kiirgab. Lastes kiirguse läbi spektroskoobi (prisma või difraktsioonvõre) näeme, et spekter koosneb üksikutest diskreetsetest joontest tumedal taustal. Need on **emissioonjooned** e kiirgusjooned – kitsad pideva spektri “viilud”. Muutes sädelahendust ja gaasipilve tihedust ja temperatuuri, märkame, et joonte intensiivsus võib muutuda, ent nende asukohad mitte. Need on omased vesinikule.

Kui lasta Päikese valgus läbi spektrograafi, siis detailne uurimine näitab, et pideva spektri sees esinevad kitsad tumedad ribad. Nende ribad asuvad samadel lainepikkustel. Päikese atmosfääri koostisele ja neid nimetatakse **neeldumisjoonteks**. Sama aine neeldumisjooned ja kiirgusjooned asuvad samadel lainepikkustel.

Üldiselt, piisavalt tihe gaas kiirgab kõikidel lainepikkustel ja omab seega pidevat spektrit. Hõre kuum gaas kiirgab heledaid emissioonjooni. Õhuke külm gaas neelab pidevast spektrist teatud lainepikkuseid ja omab seega neeldumisjooni pideva spektri taustal. Kõike seda illustreerib joonis. Spektris esinevate joonte järgi saab teha kindlaks jooni tekitava aine keemilist koostist.

Tähed on väga kuumad, eriti oma sisemustes, kus temperatuur ulatub miljonite kraadideni. Kõrge temperatuuri tõttu on aatomid ioniseeritud ja kiirgusspekter on pidev. Ent tähtede suhteliselt külmates välisosades võivad aatomid säilitada mõned või isegi kõik elektronid. Ühildades mõõdetud spektrijooned laboratooriumites mõõdetud joontega, on võimalik kindlaks teha tähe keemilist koostist. Näiteks, Päikese nähtavas spektris on tuhandeid neeldumisjooni; ligi 800 neist on tingitud vaid ühe elemendi, raua erinevatest ionisatsiooni ja ergastuse seisunditest (raual on 26 elektroni ja see pakub väga palju erinevaid ülemineku võimalusi). Hoolikas spektrijoonte uurimine võimaldab üsna täpselt kindlaks teha Päikese detailse koostise.

Joonte intensiivsus sõltub kiirgavate/neelavate aatomite arvust, st *tihedusest*. Ent intensiivsus sõltub ka *temperatuurist* – temperatuur määrab, kui palju aatomeid võib asuda antud aatomülemineku algseisundis. Näiteks, kuna Päikese atmosfääri temperatuur on küllalt väike, vaid 6000 K, siis vähesed vesiniku aatomid on ergastatud seisundis. Seetõttu on Päikese spektris vesiniku nähtavad (Balmeri) jooned väga nõrgad. Kõrgema temperatuuriga tähtedel on aga Balmeri jooned hoopis tugevamad ja vastavalt Lymani jooned nõrgemad. Kui temperatuur saab nii kõrgeks, et vesinik on ioniseeritud, siis ei ole mingeid vesiniku jooni enam näha.

Spektrijoonte laius sõltub selle keskkonna omadustest, kus nad tekivad. Laiust mõjutavad mitmed füüsikalised protsessid. Olulisim on Doppleri efekt. Kujutagem ette kuumat gaasi pilve, kus aatomid on kaootilises liikumises. Mida kuumem on gaas, seda kiiremad on aatomite juhuslikud *soojuslikud liikumised* (joonis). Kui aatom kiirgab

footoni ja ise liigub samal ajal, siis registreeritud footoni lainepikkus on Doppleri efekti tõttu veidi nihutatud. Aatomid on aga juhuslikus liikumises, osad liiguvad meie poole, osad meist eemale, kusjuures erinevatel aatomitel on vaatesuunaline kiirus erinev. Nii esinevad ka mitmesugused nihked ja spektrijooned omavad teatud laiust – joontel tekivad “tiivad”. Kuna soojusliikumiste kiirused on tavaliselt küllaltki väikesed, siis on ka laiused väikesed. Mõõtes spektrijoonte laiust, saavad astronoomid hinnata gaasi temperatuuri. Reaalsus aga päris nii ilus ei ole. On ka veel teisi füüsikalisi mehhanisme, mis tingivad joonte laienemise. (turbulents, pöörlemine, tihedus, magnetväli jm). Arvestades, et spektrites on tihti väga palju erinevate elementide jooni, on selge, et spektraalanalüüs on komplitseeritud astronoomia valdkond.

4. Teleskoobid ja kiirgusvastuvõtjad

4.1 Optilised teleskoobid

Teleskoop on seadeldis, mille eesmärk on koguda antud taevaosast võimalikult palju footoneid ja suunata need fokuseeritud kimbuna edasiseks analüüsiks. Optiline teleskoop on ette nähtud inimsilmale nähtavate lainepikkuste kogumiseks.

Optilised teleskoobid jagunevad kaheks liigiks – *reflektorid* ja *refraktorid*. Joonisel on näidatud, kuidas **peegelteleskoop** (reflektor) kasutab kõverat peeglit valguse kogumiseks ja suunamiseks. See peegel, mida nimetatakse tavaliselt peapeegliks, kuna teleskoopidel on tavaliselt mitu peeglit, on nii konstrueeritud, et kõik peegli teljega (kujuteldav joon läbi peegli keskkoha ja risti peegliiga) paralleelsed kiired, vaatamata nende kaugusele teljest, peegelduvad ühte punkti, mida nimetatakse *fookuseks*. Kaugus peapeeglist fookuseni on *fookuskaugus*. Astronoomias nimetatakse peapeegli fookust peafookuseks. **Refraktorteleskoop** kasutab sisenevate valguskiirte fokuseerimiseks läätse.

Astronoomilisi teleskoope kasutatakse tihti nende vaatevälja **kujutiste** saamiseks. Joonisel on see protseduur kujutatud peegli puhul. Valgus mingilt kaugelt objektilt jõuab meieni peaaegu paralleelsete kiirte näol. Iga valguskiir, mis siseneb teleskoopi teljega paralleelselt, peegeldub peeglis läbi peafookuse. Valgus, mis siseneb veidi erineva nurga all, koondub veidi erinevasse punkti. Nii tekibki peafookuse lähedusse kujutis. Iga kujutise punkt vastab erinevale punktile vaateväljas.

Suurte teleskoopide peafookuse kujutis on tegelikult üsna väike – kogu vaateväli on vaid umbes 1 cm läbimõõduga. Seda tekkinud kujutist saame me aga enne vaatamist või pildistamist suurendada läätsega, mida nimetatakse *okulaariks*.

Võib tunduda, et reflektoritel ja refraktoritel on vaid väikesed erinevused. Teleskoopide mõõtmete suurenedes on aga selgunud reflektorite selged eelised.

- Refraktorite peamine probleem on asjaolu, et valgus peab läbima läätse. Suuri läätsesid ei ole võimalik konstrueerida nii, et valgus läbiks neid ühtemoodi - refraktori lääts fokuseerib punast ja sinist valgust erinevalt ning tähe kujutis näib koosnevat kontsentrilistest värvilistest rõngastest.. Seda nimetatakse **kromaatiliseks aberratsiooniks**. Hoolikas materjalide valik läätse valmistamiseks võimaldab seda küll olulisel määral parandada, ent täielikult kõrvaldada seda viga on väga raske.

- Kui valgus läbib läätse, siis oluline osa sellest neeldub klaasis. Nähtava valguse puhul ei ole see suur probleem, ent infrapunases ja ultravioletses piirkonnas on vägagi oluline. Peeglite puhul ilmselt seda muret pole.
- Suured läätsed on üsna rasked. Kuna läätsesid saab toetada vaid servadest, siis kipuvad läätsed omaenda raskuse mõjul deformeeruma. Peeglil seda probleemi ei ole, kuna seda saab toetada kõikjalt peegli tagant.
- Läätsel on kaks pinda, mis tuleb hoolikalt kujundada ja poleerida, peeglil on vaid üks pind.

Neil põhjustel on *kõik* tänapäeva suured teleskoobid reflektorid, st kasutavad peamise valguskogujana peegleid. Suurim refraktor on 1897. a. kasutusele võetud Yerkes'i Observatooriumi 1-meetrine teleskoop (kasutusel seniajani!), ent suurimad reflektorid on tänapäeval 10-meetrised ja projekteerimisel on veelgi suuremaid.

Joonisel on toodud tänapäeval kasutatavad põhilised teleskoopide (reflektorite) tüübid. Kiirgus tähtedelt siseneb teleskoopi, kohtub peapeegli ja peegeldub sellest peafookusesse suunas, mis asub teleskoobi toru esiosa lähedal. Mõnikord paigutavad astronoomid oma kiirgust registreerivad instrumendid peafookusesse. Ent on väga ebamugav või tihti isegi võimatu paigutada sinna palju aparate. Sagedamini kallutatakse valgus oma teekonnalt fookusesse kõrvale *sekundaarpeegli* abil ja suunatakse ümber sobivamasse kohta.

Newtoni teleskoobis kallutatakse valgus 90^0 võrra kõrvale ja suunatakse nii okulaari, mis asub teleskoobi toru küljes. See on väga levinud konstruktsioon väiksemate peegelteleskoopide puhul, mida kasutavad amatöörastronoomid.

Mõnikord on aparaadid (nt spektrograafid) peafookusesse paigutamiseks liiga rasked. Sellisel juhul peegeldatakse peapeeglist peegeldunud valgus tagasi sekundaarpeegli poolt ja see valgus väljub teleskoobist peapeegli keskele tehtud väikese augu kaudu. Sellist konstruktsiooni nimetatakse **Cassegraini teleskoobiks** (Guillaume Cassegraini, prantsuse läätsevalmistaja järgi). Peafookuse taga asuvat punkti, kuhu tähe valgus lõpuks koondub, nimetatakse *Cassegraini fookuseks*.

Keerulisemates konstruktsioonides kasutatakse peegeldumist ka mitmes peeglis. Nagu Cassegraini konstruktsioonis, nii peegeldatakse teise peegli abil valgus peapeegli poole tagasi. Ent seejärel kallutatakse kolmanda, palju väiksema peegli abil see valgus kõrvale teleskoobi torusse tehtud augu kaudu välja laboriruumi uurimiseks. See teleskoobi tüüp on tuntud **coude-monteeringuna** ja vastavat laboriruumi coude-ruumina. (prantsuse sõnast *coudé* – painutama). Eraldi asuv ruum võimaldab sinna paigaldada väga rasket ja täpselt häälestatud aparatuuri, mida ei saa paigutada peafookusesse ega Cassegraini fookusesse.

Suured teleskoobid tekitavad hea kujutise üle küllalt väikese vaatevälja, kus valguskiired on peaaegu paralleelsed peapeegli teljega. Kui valguskiire nurk on suurem teatud väärtusest, siis ei ole seda võimalik korralikult fokuseerida. Seda probleemi tuntakse *kooma* nime all ja see moonutus suureneb teleskoobi teljest eemaldumisel. See piir, kus kujutise kvaliteet muutub ebarahuldavaks, määrab ära teleskoobi vaatevälja. Tavaliselt on see suurte teleskoopide puhul mõni kaareminut.

Sellest probleemist on vaba nn *Schmidt'i teleskoobid*, leiutaja eestlase Bernard Schmidt'i nime järgi, kes konstrueeris esimese seda tüüpi teleskoobi 1930-ndatel aastatel. Teleskoobis kasutatakse korrektsioon-läätse, mis teravdab kujutist üle suure vaatevälja.

Seetõttu on Schmidti teleskoobid kasulikud suure-vaateväljaliste kujutiste saamiseks, mis tavaliselt katavad mitu kraadi taevas. Kuna Schmidti teleskoobis on fokaalpind kõverdunud, siis ei saa seda vaadata okulaari abil, vaid tuleb fotografeerida. Seetõttu nimetatakse vastavat instrumenti tihti *Schmidti kaameraks*.

4.2 Teleskoopide mõõtmed

Üks põhjus suurte teleskoopide kasutamiseks on lihtsalt nende suurem koguv pindala – teleskoobi kogupindala, mis on võimeline kiirgust koguma. Mida suurem on teleskoobi peegel, (või objektiivlääts), seda rohkem valgust ta kogub ja seda kergem on objekti kiirguslike omaduste mõõtmine ja uurimine. Kui me tahame teha kauge objekti detailseid vaatluseid, siis on suure teleskoobi olemasolu väga oluline. Suur teleskoop on eriti oluline spektroskoopilisteks töödeks, kuna vastuvõetud valgus tuleb lahutada veel erineva lainepikkusega komponentideks.

Astronoomilise objekti vaadeldav heledus on võrdeline teleskoobi peegli pindalaga ja seega peegli läbimõõdu ruuduga. Seega tekitab 5 meetriline teleskoop 25 korda heledama kujutise kui 1 meetriline teleskoop. Võime seda seost tõlgendada ka aja abil, mis on vaja äratuntava kujutise saamiseks fotoplaadil. Meie 5 meetriline teleskoop tekitab kujutise 25 korda kiiremini kui 1 meetrine teleskoop, sest ta kogub valgust 25 korda kiiremini Teisi öelduna 1 tund vaatlusaega 1 meetrilise teleskoobiga on ligikaudu võrdne 2.4 minutilise ekspositsiooniga 5 meetrilise teleskoobiga.

Teine suurte teleskoopide eelis on nende parem **nurklahutus**. Üldiselt tähendab mõiste “lahutusvõime” või lihtsalt “lahutus” mingi aparadi, nagu nt kaamera või teleskoobi võimet moodustada eraldi kujutised kahest vaateväljas lähedalasuvast objektist. Mida parem on lahutusvõime, seda paremini me suudame neid objekte eristada ja rohkem detaile näha. Astronoomias, kus on alati tegemist nurkmõõtmistega, “lähedalasuv” tähendab “taevas väikese nurga võrra erinev”, seega nurklahutus tähendab võimet näha peenstruktuuri. Joonisel on näha, kuidas muutub pilt kahest tähest nurklahutuse paranedes. Teisel joonisel on foto Andromeeda galaktikast erineva lahutusvõime puhul.

Teleskoobi lahutust piirav üks oluline faktor on *difraktsioon*. Kui paralleelne kiirtekimp siseneb teleskoopi, siis difraktsiooni tõttu levivad lained veidi laiali, mis teeb võimatuks nende koondamise täpsesse fookusesse isegi ideaalse peegli kuju puhul. Difraktsioon toob sisse teatud “hägustumise” süsteemis, lahutusvõime kao. Hägustumise määr – minimaalne eristatav nurkkaugus – määrab teleskoobi nurklahutuse. Difraktsioon määr on võrdeline kiirguse lainepikkusega ja pöördvõrdeline teleskoobi peegli läbimõõduga

$$\text{nurklahutus (")} = 0.25 \lambda (\mu\text{m}) / D(\text{m}).$$

Antud teleskoobi mõõtmete puhul suureneb difraktsiooni määr võrdeliselt kasutatava lainepikkusega, nii et vaatlused infrapunaste või raadiolainepikkuste juures on tihti piiratud just sellest efektist. Näiteks sinise valguse (400 nm) puhul on 1 meetrise teleskoobiga saadav parim kujutis umbes 0.1". Seda suurust nimetatakse teleskoobi difraktsiooniliseks lahutusvõimeks. Kui aga teostada vaatluseid infrapunases piirkonnas (10 μm), siis on parim lahutus 2.5". Raadiolainete puhul (1 cm) on lahutus veidi alla 1°.

Kindla lainepikkuse puhul on suurte teleskoopide difraktsioon väiksem. Näiteks 5 meetrise teleskoobi puhul on sinise valguse puhul difraktsiooni piir vaid 0.02". Ent 0.1 meetrise teleskoobi puhul on 1". Võrdlusena, inimsilma lahutusvõime on umbes 0.5'.

Suurte teleskoopide ehitamisel hüljati refraktorid juba ammu. Osalt oli põhjus ka konstruktsioonilised probleemid. Ent ka suurte reflektorite puhul on ehitusprobleemid olemas. Tavaliselt tehakse teleskoopide peeglid suurest kvartsi, klaasi või mõne muu temperatuuri kõikumistele vähetundliku ja poleeritava materjali blokist. Sellise peegli valmistamine algab sulanud aine valamisest suurde vormi. Seejärel toimub aeglane jahutamine mitme aasta vältel, et aine jahtumisel ei tekiks sisepingeid ega pragusid. Ka poleerimine võtab aastaid. Lõpuks kaetakse pind õhukese alumiiniumi kihiga, mis ongi peegeldav pind. Kõik need etapid on aeganõudval, tömahukad ja kahjuks mitte alati õnnestuvad. Seetõttu on peale Palomari 5 meetrise teleskoobi valmimist 1948. a. ehitatud vaid üks suur tavapärase konstruktsiooniga teleskoop (6 meetrine teleskoop Venemaal), mille esimene versioon ka suuresti ebaõnnestus.

Kuni 1980-ndate aastateni domineeris arvamus, et suuremaid kui 5 kuni 6 meetriseid teleskoope ei maksa ehitada – see on liiga kulukas ja ei anna soovitud tulemusi. Ent uute kõrgtehnoloogiliste valmistustehnoloogiate kasutamine koos täiesti uute peegli konstruktsioonidega on võimaldanud hakata ehitama 8 kuni 12 meetriseid teleskoope lausa rutiinsetena. Teleskoopide peeglid on palju kergemad ja neid kombineeritakse mitmeid kokku, mis annavad suuremad efektiivsed diameetrid.

Praegu on suurimad töötavad optilised teleskoobid kaks Kecki teleskoopi Hawaiiil, mida hooldab California Tehnoloogia Instituut ja California Ülikool. Mõlemad teleskoobid koosnevad 36 heksagonaalsest 1.8 meetrisest peeglist, mis annab efektiivseks läbimõõduks 10 meetrit. Esimene Kecki teleskoop alustas tööd 1992. a., teine 1996. a. Paiknemine suurel kõrgusel ja teleskoopide suur läbimõõt teeb nad eriti soodsaks väga nõrkade objektide vaatlustel. Euroopa Lõunaobservatooriumis ehitatakse nelja 8.2 meetrist teleskoopi, mis vastab efektiivselt 16 meetrisele teleskoobile.

4.3 Kõrglahutusega astronoomia

Isegi suured teleskoobid omavad omi piiranguid. Näiteks, äsja saime, et 5 meetrine teleskoop peaks omama nurklahutust umbes 0.02". Praktikas aga ei ole see peaaegu kunagi parem kui 1". Ning enne 1990-ndaid aastaid ei olnud maapealse tehnoloogiaga paremat lahutust võimalik saadagi. Põhjuseks on Maa atmosfääri turbulents, mis määrab kujutise laiali enne, kui see maani jõuab.

Kui me vaatleme tähti, siis tekitab atmosfääri turbulents pidevalt väikeseid muutuseid tähe ja teleskoobi vahel asuvas õhus. Tähelt tulev valgus murdub veidi ja tähe kujutis väreleb detektoril. See muutus on tuntud tähtede virvendusena. Heal õöl on parimates vaatluskohtades suurim atmosfäärast tingitud kõrvalekalde määr veidi alla 1". Vaatame tähe pildistamise protsessi. Peale mõnda minutit ekspositsiooni (pikk aeg atmosfääri võnkumiste ajaskaalaga) on tähekujutis "määritud" laiali ligikaudu ringikujulisse piirkonda umbes kaaresekundilise läbimõõduga. Astronoomid nimetavad seda kujutise suuruseks.

Et saavutada parimat tähekujutist ehitatakse teleskoobid mägede tippudesse, kus atmosfäär on võimalikult stabiilne, tolmuva, niiskusevaba ja eemal linnatuledest. Parimad kohad on kõrbemägedes ning Hawaii ja Kanaari saartel.

Maa ümber orbiidile või Kuu peale paigutatud optiline teleskoop on vaba sellest probleemist. Siis on saavutatav teleskoopide difraktsiooni piir. *Hubble Kosmoseteleskoop* (HST) viidi orbiidile NASA süstikuga *Discovery* 1990. a. Teleskoobil on 2.4 meetrine peegel, mille difraktsiooni piir on vaid 0.05", mis annab astronoomidele maapealsete vaatlustega võrreldes 20 korda teravama pildi. (HST-l on ka 30 korda suurem tundlikus. Ta paikneb maapinnast 600 km kõrgusel. Teleskoobi mõõtmed on võrreldavad suurema autobussiga.)

Vaatluslikus astronoomias omavad tähtsat kohta arvutid. Enamikke suuri teleskoope juhivad arvutid või operaatorid, kes kasutavad palju arvutite abi. Kujutised salvestatakse kujul, mis on kergelt loetavad ja töödeldavad arvutite abil.

Fotoplaate kasutatakse kujutise salvestajana juba üsna harva. Selle asemel kasutatakse elektroonilisi detektoreid, mida nimetatakse **CCD**-deks. Nendest läheb väljund otse arvutisse. Tüüpiline CCD koosneb kahemõõtmelisest väga väikeste ränielementide (nn **pikselite**) maatriksist. Kui valgus satub pikselile, tekib seal elektrilaeng. Laeng on seda suurem, mida rohkem footoneid satub pikselile – teisiti öelduna on valguse intensiivsus võrdeline laenguga. Laengute kogunemist jälgitakse elektrooniliselt ja nii saadakse kahemõõtmeline kujutis. Tavaliselt on CCD mõne ruutsentimeetrise pindalaga ja võib koosneda miljonitest enamasti ruudukujuliselt asetatud pikselitest. Tehnoloogia arenedes CCD-de pindala ja seega pikselite arv üha suureneb. Sellise tehnoloogia rakendus ei piirdu astronoomiaga – paljud kodu videokaamerad sisaldavad ka oma põhielementidena CCD-sid.

CCD-del on kolm põhieelist fotoplaatide ees, mida on kasutatud astronoomias sajandeid. Esiteks, CCD-d on palju tundlikumad fotoplaatidest, salvestades 75% temale sattuvatest footonitest, fotoplaatide 5% vastu. See tähendab, et CCD kujutisel on näha 10 kuni 20 korda nõrgemad objektid kui sama teleskoopi ja ekspositsiooni kasutanud fotoplaadil. Või teisiti, sama nõrku objekte saab CCD-dega registreerida 10 – 20 korda kiiremini kui fotoplaadiga. Teiseks, CCDd annavad kujutise otse edasi arvutisse või salvestavad magnetlindile. Kolmandaks, fotoplaadilt tumenemise järgi kiirguse intensiivsuse saamine nõuab üsna keerulist kalibratsiooni protsessi, mis CCD-de puhul on väga palju lihtsam.

Arvuteid kasutatakse laialdaselt astronoomiliste kujutiste foonimüra vähendamiseks. Müral on mitmeid põhjuseid. Osalt tuleneb see nõrkadest objektidest, mis ei ole eristatavad, ning valguse hajutamisest Maa atmosfääris. See võib olla tingitud ka müradest detektorites. Mis iganes aga võib olla mürade põhjus, on mürade karakteristikud määratavad (näiteks vaadeldes objektideta taevala) ja arvutite abil teataval määral kõrvaldatavad. See võimaldab näha ka muidu nähtamatuid objekte.

Uute teleskoopide konstruktsiooni edusammud on seotud ka arvutitega ja kujutise töötlusega. Kui kujutist saaks analüüsida sel ajal, mil valgust alles kogutakse (protsess, mis võib kesta minuteid või isegi tunde), siis oleks võimalik igal ajahetkel korrigeerida teleskoopi peegli kuju moonutuste efektidest, temperatuuri kõikumistest ja halvast kujutisest. Põhimõtteliselt võib teleskoobiga saavutada nii isegi difraktsioonipiirile lähedast lahutust.

Osa sellest tehnoloogiast, mida nimetatakse ühiselt **aktiivoptikaks**, on juba kasutusel nn NTT-l (*New Technology Telescope*) Euroopa Lõunaobservatooriumis Tšiilis. See on 3.5 m teleskoop, milles kasutatakse reaajas toimuvat teleskoobi korrigeerimist ja millega on saavutatav nurklahutus 0.5" , parandades peegli kallet kui

temperatuur muutub või teleskoobi orientatsioon muutub ja säilitades niimoodi kogu aeg parimat fookust. Kecki 10 m teleskoobil kasutatakse samuti neid meetodeid ja saadakse parimatel juhtudel lahutuseks isegi 0.3".

Veelgi täpsem korregeerimine on tuntud **adaptiivoptikana**. Siin deformeeritakse ekspositsioonide ajal arvutite abil peegli pinda. Eesmärk on kompenseerida atmosfääri turbulentsi mõju. Adaptiivse optikaga kaasnevad olulised teoreetilised ja tehnilised probleemid, ent võit on nii suur, et selle uurimisele pühendatakse palju aega. Nendele uuringutele andsid olulise tõuke nüüd salastatuse alt vabaks lastud USA tähesõdade projekti raames teostatud tööd. Joonisel toodud pildil on näha, kuidas laser kompab atmosfääri teleskoobi kohal ja saadab nii informatsiooni õhu keeriseliste liikumiste kohta arvutisse, mis korregeerib siis peegli kuju tuhandeid kordi sekundis vastavalt atmosfääri värelemisele.

4.4 Raadioastronoomia

Lisaks nähtavale kiirgusele läbib Maa atmosfääri ka raadiokiirgus. Raadioaken elektromagnetilises spektris on optilisest isegi palju laiem. Kuna atmosfäär on pikalainelisele raadiokiirgusele läbipaistev, siis on raadioastronoomid ehitanud palju **raadioteleskoobe**, mis registreerivad raadiokiirgust. Neid seadmeid on ehitatud alates 1950-ndatest – raadioastronoomia on palju noorem kui optiline astronoomia.

Joonisel on toodud tüüpilise raadioteleskoobi pilt (43 m teleskoop NRAOs Virginias) ent on ka palju suuremaid teleskoobe. Nad näevad sarnased välja, omavad suurt hobuseraua kujulist monteeringut, mis toestab tohutut metallkaussi, mis toimib kiirgust koguva pinnana. Kauss kogub kosmilisi raadiolaineid ja suunab neid fookusesse, kus vastuvõtja registreerib signaali ja suunab selle arvutisse. Üldiselt on raadioteleskoobi tööpõhimõte sarnane optiliste teleskoopidega, kus vaatlusaparatuur asub peafookuses. Ent erinevalt optilistest teleskoopidest, mis registreerivad samaaegselt kogu nähtava lainepikkuste vahemiku, raadioteleskoobid registreerivad tavaliselt korraga vaid kitsa lainepikkuste vahemiku. Et registreerida kiirgust teistel sagedustel, tuleb aparatuur ümber häälestada, sarnaselt televiisori häälestamisega teisele kanalile.

Suured raadioteleskoobid on väga tundlikud ja võivad registreerida väga nõrku objekte. Ent nende nurklahutus on tavaliselt väike võrreldes optiliste teleskoopidega, vaatamata nende palju suurematele mõõtmetele. Põhjus on raadiolainete palju suuremas lainepikkuses. Parim nurklahutus, mida on saadud ühe raadioteleskoobiga, on 10''. Raadioteleskoobe saab ehitada nii suurtena, kuna nende pind ei pea olema nii täpselt valmistatud.

Vaatamata suhteliselt halvale nurklahutusele on raadioastronoomial palju eeliseid. Raadioteleskoopidega saab vaadelda 24 tundi ööpäevas. Pimedus ei ole vajalik, kuna raadiosignaal Päikeselt on suhteliselt nõrk raadiokiirguse allikas, nii et tema signaal ei häiri uuritavate objektide raadiosignaali vastuvõtmist. Lisaks on raadiovaatlusi võimalik teha ka läbi pilvise taeva; pikalainelist raadiokiirgust saab mõõta ka isegi vihma või lumetormide ajal. Halb ilm tekitab vähe probleeme, kuna enamike raadiolainete lainepikkus on palju suurem tüüpilistest atmosfääri veetilkade või lumehelveste mõõtmetest. Optilises astronoomias see aga ilmselt ei ole nii.

Siiski on olulisim raadioastronoomia väärtus selles, et ta avab täiesti uue akna universumisse. Sellel on kaks põhjust. Esiteks, mitmed tugevad raadioallikas ei kiirga tugevalt optilises piirkonnas ja me lihtsalt ei näe neid tavalistel meetoditel. Teiseks,

nähtavat valgust neelab tugevalt tähtedevaheline tolmu. Raadiolaineid tähtedevaheline aine aga üldjuhul ei mõjosta. Nii on meil raadioteleskoopide abil võimalik näha tolmurikaste piirkondade taha. Oluline näide on Linnutee keskosa, mis optilises kiirguses on täiesti nähtamatu. Meie teadmised selle piirkonna kohta baseeruvad peaaegu täielikult infrapuna- ja raadiokiirguse andmetel. Seega, raadioastronoomia mitte ainult ei võimalda meil vaadelda samu objekte erineval lainepikkustel, vaid ka näha täiesti uusi objekte.

Tõsisem raadioastronoomia puudus võrreldes optilisega on halb nurklahutus. Ent mõnedel puhkudel on raadioastronoomid selle ületanud tehnoloogia abil, mida nimetatakse **interferomeetriaks**. See teeb võimalikuks isegi parema nurklahutusega kujutiste saamise, kui on võimalik parimate optiliste teleskoopidega väljaspool atmosfääri.

Raadiointerferomeetrias kasutatakse kahte või enam raadioteleskoopi üheskoos *sama* objekti vaatlemiseks *samal* lainepikkusel *samal* ajal. Seda kooslust nimetatakse **interferomeetriks**. Joonisel on kujutatud suurt interferomeetrit – mitu raadioteleskoopi, mis töötavad ühe meeskonnana. Elektrooniliste kaablite abil või raadioühenduse abil saadetakse kõikide antennide poolt vastuvõetud signaalid arvutisse, mis neid töötleb. Signaalid võivad vastavalt interferentsi seadustele üksteist kas tugevdada või nõrgendada. Kui teleskoobid liiguvad mööda objekti, siis maksimumid ja miinimumid vahelduvad vastavalt objekti struktuurile. Arvuti taastabki maksimumide ja miinimumide järgi objekti struktuuri.

Interferomeetri efektiivne läbimõõt on tegelikult võrdne kõige äärmiste antennide vahelise kaugusega. Teisiti öelduna, kaks väikest ent üksteisest kaugel ja koos töötavat teleskoopi asendavad nurklahutuse mõttes ühte tohutu suurt teleskoopi. Astronoomid on konstrueerinud väga suurte kaugustega eraldatud interferomeetreid, nii et üks teleskoop asub Põhja-Ameerikas ja teine Euroopas. Sellise instrumendiga on saavutatud nurklahutus 0.001''. Tundub, et ka Maa mõõtmed ei ole piiriks. Raadioastronoomid on edukalt kasutanud ka orbiidil asuvaid antenne ning on projekte, milles üks antenn paigutatakse Kuule.

Olgugi et tehnoloogia arendati välja raadioastronoomide poolt, ei piirdu selle kasutus enam raadiokiirgusega. Tehnoloogia arenedes on liigutud ka lühilainelisema kiirguse suunas. Millimeeter-interferomeetria on juba kujunenud oluliseks vaatluslikuks tehnoloogiaks ning lähematel aastatel võetakse interferomeetria kasutusele ka infrapunase kiirguse uurimisel.

4.5 Teiste lainepikkuste astronoomia

Tänapäeval uuritakse juba kõiki spektraalpiirkondi raadiolainetest gammakiirteni. Nagu eelpool märgitud, erinevatel lainepikkustel nähtavad astronoomilised objektid erinevad üksteisest üsna oluliselt. Maa atmosfääri läbipaistmatuse tõttu tuleb mitmeid spektraalpiirkondi uurida kosmosest ja nende areng on seetõttu tihedalt seotud kosmoseprogrammidega.

Infrapuna teleskoobid üldjoontes sarnanevad optiliste teleskoopidega (mitmeid optilisi teleskoope kasutatakse ka infrapunases piirkonnas vaatlemiseks), ent kasutatavad detektorid on tundlikud just infrapunasele kiirgusele. Ehkki enamuse infrapunases kiirgusest neeldub Maa atmosfääris (esmajoonel veeauru tõttu) on siiski mõned aknad infrapunase spektri kõrgsageduslikus osas. Suure kõrguse tõttu on 4 km kõrgune Mauna Kea mägi üks paremaid paiku Maal nii optilise kui ka infrapuna vaatluste jaoks. Sellisel

kõrgusel on atmosfäär juba palju hõredam ja seega ka selle nõrgendav mõju väiksem. Veelgi paremaid infrapuna vaatluseid on võimalik teostada väljaspool atmosfääri. Ent nagu võib oodata, on atmosfäärivälised instrumendid üsna piiratud mõõtmetega võrreldes maapealsetega.

Nagu raadiovaatlustelgi, nii ka infrapunase kiirguse pikem lainepikkus võimaldab tihti näha objekte, mis on varjatud optiliste vaatluste eest. Seetõttu on see kasulik tolmurikaste piirkondade uurimisel.

Nähtavast spektrist lühemate lainete pool asub ultraviolet-piirkond. See hõlmab lainepikkuseid 400 nm kuni mõne nanomeetrini ja seda on alles hakatud uurima. Kuna Maa atmosfäär on osaliselt läbipaistmatu kiirgusele alla 400 nm ja täiesti läbipaistmatu kiirgusele alla 300 nm (osalt osoonikihi tõttu), siis ei ole peaaegu võimalik teha vaatlusi maa peal ja isegi kõrgemate mägede otsast. Vaja on rakette, balloone, satelliite, mis kannaksid ultraviolet-teleskoopi – instrumenti, mis koguks ja analüüsiks seda suuresageduslikku kiirgust.

Suurte energiatega astronoomia uurib universumit röntgen- ja gammakiirte piirkondades. Nende piirkondade footonid omavad suurimaid energiad. Nende uurimiseks tuleb aparatuur viia samuti kosmosesse, sest atmosfäärist läbi ei tule midagi. Ent ka registreeriv aparatuur erineb seekord eelnevatest. Põhjuseks on, et röntgenkiired ja gammakiired ei peegeldu eriti kergelt üheltki pinnalt. Need kiired lähevad pinnast läbi või neelduvad pinnas. Ent kui röntgenkiired puudutavad pinda vaid riivamisi, siis on nende suunamine siiski võimalik. Seetõttu on aga vastavate **suure energiatega teleskoopide** ehitus üsna keeruline. Gammakiired (lainepikkustega alla 0.01 nm) ei ole aga ka niimoodi võimalik teleskoopi konstrueerida. Sellisel juhul suunatakse detektor lihtsalt uuritavasse suunda.

Ka tavapärased CCD detektorid ei kõlba suure energiatega astronoomia jaoks. Selle asemel loendatakse röntgen- ja gammafootoneid elektroonsete detektoritega. Footonite voo tihedus väheneb tavaliselt sageduse suurenemisega. Seetõttu on suure energiaga footoneid oluliselt vähem kui optilisi footoneid ja nende kogumine vajalikus koguses kestab üsna kaua (tunde ja isegi päevi).

Gamma-astronoomia on noorim valdkond. Nagu juba märgitus, gamma-teleskoobid ei tekita kujutist vaid on lihtsalt teatud suunas vaatavad detektorid ja seetõttu on tüüpiline nurklahutus umbes 1° . Ent isegi selle lahutusega on palju uurida. Gamma kiirgus avastati 1960-ndatel USA Vela-satelliidi poolt, mis kavandati hoopis illegaalsete tuumakatsetuste avastamiseks. Sellest alates on mitmed röntgen-teleskoobid varustatud gamma-detektoritega.