

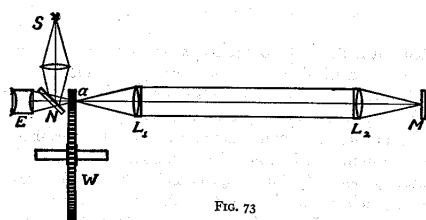
27 Svetlobni valovi

Hitrost svetlobe - Posledice hitrosti - Svetlobni valovi - Svetlobni spektri - Polarizacija svetlobe - Svetlobna energija - Svetila - Toplotno sevanje - Sevalna temperatura - Svetloba in snov - Fotografija - Fotografija neba - Izsevi zvezd

27.1 Hitrost svetlobe

Preletni čas Širjenje svetlobe smo opisali z žarki. Kakšna pa je njena hitrost vzdolž žarkov? Kot starodavni raziskovalec z omejenimi sredstvi splezam na hrib in pripravim petrolejsko svetilko z zaslonom. Na primerno oddaljen hrib pošljem pomočnika, tudi s svetilko. Dogovoriva se, da bom jaz odprl zaslon svoje svetilke, pomočnik pa bo, takoj ko bo opazil mojo luč, odprl svoj zaslon. Jaz bom medtem z uro meril čas do takrat, ko bom zagledal njegovo luč. Hitrost svetlobe bo potem določena z dvojno razdaljo med hriboma in z izmerjenim časom. Ko poskus res opraviva, se pokaže, da zagledam pomočnikovo svetilko samo drobec sekunde po tem, ko odprem svojo. Ta drobec je vedno enak, ne glede na razdaljo med hriboma. Pripišem ga zakasnitveni reakciji pomočnika. Kaže torej, da se svetloba giblje silno hitro. Prav tako kaže, da se vse njene barvne sestavine širijo enako hitro, saj pomočnikove svetilke na zagledam - na primer - najprej rdeče, ampak je vseskozi enake barve.

Zobato kolo Opisani poskus bo očitno treba izboljšati. Z obločno žarnico in zbiralno lečo ustvarimo svetlobni žarek in ga pošljemo skozi poševno polprepustno zrcalo proti oddaljenemu zrcalu. Na pot mu nastavimo zobato kolo, ki ga vrtilni mehanizem ali elektromotor. Pri primerni hitrosti vrtenja gre izsevani žarek skozi eno škrbino ven in odbiti žarek skozi naslednjo škrbino nazaj, nakar se odbije od poševnega polprepustnega zrcala vstran, kjer ga opazujemo z daljnogledom.



Slika 27.1 Meritev hitrosti svetlobe z zobatim kolesom. (Michelson, 1927)

Iz znane razdalje - okrog deset kilometrov - in razsežnosti ter vrtenja zobatega kolesa je hitrost svetlobe enolično določena. Dobimo (FIZEAU)

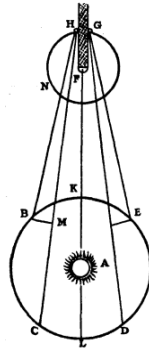
$$c = 300 \cdot 10^3 \text{ km/s.} \quad (27.1)$$

To je silna hitrost. Za pot okoli Zemlje potrebuje svetloba zgolj desetinko sekunde.

27.2 Posledice hitrosti

Svetlobna kasnitev

Jupitrove lune vzhajajo izza njega in zahajajo za njim v pravilnih časovnih presledkih. Obhodni časi imajo red velikosti nekaj dni. Najlažje jih merimo, ko je Jupiter v opoziciji. Časi so tako pravilni, da lahko napovemo na minuto natančno, kdaj bo kakšna luna mrknila. Ko primerjamo napovedi z dejanskim opazovanjem čez pol leta, ko je Jupiter v konjunkciji, opazimo, da mrki kasnijo za 17 minut. Opazovanje planeta blizu Sonca je sicer težavno, a izvedljivo v jutranjem in večernem mraku. Čez eno leto, spet v opoziciji, pa so mrki znova točni.



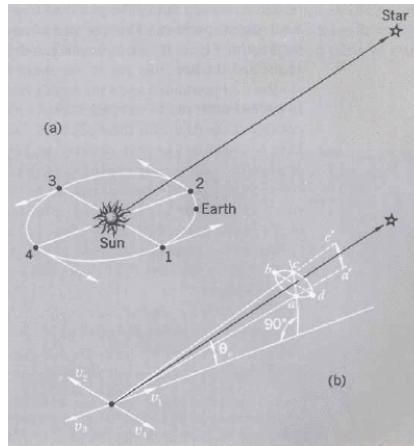
Slika 27.2 Mrki Jupitrovih lun v opoziciji kasnijo za tistimi v konjunkciji. Kasnitev je tolikšna, kolikor potrebuje svetloba za prelet Zemljine orbite. (Huygens, 1678)

Opažena kasnitev je očitno enaka času, ki ga svetloba potrebuje, da preleti premer Zemljinega tira (ROEMER). Zato lahko na novo izračunamo oddaljenost Sonca od Zemlje: dosedanjo oceno za to *astronomsko enoto* izboljšamo na $150 \cdot 10^6$ km. To znese štiristo (in ne dvajset!) razdalj Zemlja-Mesec. Iz astronomske enote, relativnih oddaljenosti in kotnih premerov pa takoj sledijo oddaljenosti in velikosti Sonca in planetov. Merjeno s preletnim časom svetlobe je Zemlja od Sonca oddaljena 8 minut in Jupiter 40 minut. Če si predstavljamo Sonce kot kroglo s premerom en meter, je Zemlja češnja s premerom en centimeter, oddaljena za stopetdeset metrov. Na razdalji enega čevlja od nje pa kroži Mesec, velik kot češnjeva koščica.

Aberacija svetlobe

Natančne meritve zenitne razdalje Severnice ob (spodnjem ali zgornjem) prehodu čez meridian kažejo, da se ta spreminja za nekaj deset kotnih sekund s periodo 1 leta. Tudi zenitne razdalje drugih zvezd se spreminjajo podobno. Največje razlike najdemo pri zvezdah, ki ležijo v normalni smeri na ekliptiko, in znašajo $\pm 20''$. Zvezde, ki ležijo v ravnini ekliptike, pa ne kažejo teh sprememb.

Najprej pomislimo, da smo odkrili tako željeno paralakso zvezd, opazovanih iz nasprotnih koncev ekliptike. Slika 27.3 (a) kaže, da bi morali maksimalno višino zvezde nad ekliptično ravnino izmeriti iz točke 2 in minimalno iz točke 4. Meritve pa pokažejo, da vidimo maksimum iz 3 in minimum iz 1. To torej ne more biti paralaksa. Kaj je potem vzrok?



Slika 27.3 Aberacija svetlobe. V koordinatnem sistemu, vezanem na Zemljo, a usmerjenim v stalno prostorsko smer, zarisuje navidezna lega zvezde elipso. Iz Zemlje pri 1, 2, 3 in 4 je zvezda vidna v a, b, c in d. (University of Colorado)

Mislimo si zvezdo natanko v smeri normale na ekliptiko. Svetloba, ki lije iz zvezde na Zemljo, je kot dež, ki pada na človeka, ki kroži po polju. Kaj ne nagne človek dežnika v smeri gibanja, da ni moker? Tako mora tudi opazovalec zvezd nagniti teleskop v smeri gibanja, oziroma – ker opazuje na meridianu – mu spreminjati zenitni kot, da vidi zvezdo vedno v okularjevem križu. Polovično razliko med maksimalnim in minimalnim zenitnim kotom imenujemo *aberracija*. Njena velikost je podana z razmerjem hitrosti Zemlje in svetlobe: $\tan \alpha \approx \alpha = v/c$. Zemlja se giblje okoli Sonca s hitrostjo $2\pi \cdot \text{au} / \text{leto} = 30 \text{ km/s}$. Pričakovana aberacije je potem $20''$, natanko v skladu z izmerki (BRADLEY).

Podobno velja za zvezde, ki jih vidimo pod kotom θ_0 nad ekliptično ravnino. Preko enega leta opiše taka zvezda elipso z maksimalno osjo $2v/c$ in minimalno osjo, ki je od nje manjša za faktor $\sin \theta_0$. Zvezdne elipse niso odvisne od oddaljenosti zvezd.

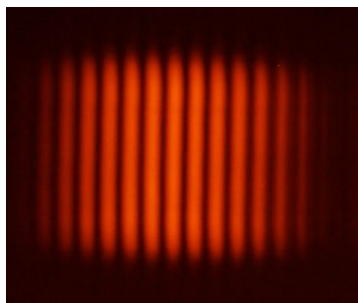
Zvezdna aberacija neposredno dokazuje, da se Zemlja res giblje. Meritve se odlično prilegajo napovedanim elipsam – bolje kot na $1''$. To pomeni, da so iskane paralakse zvezd (odvisne od razdalje) manjše od $1''$. Aberacija jih povsem zaduši. Ni misliti, da bi jih lahko izmerili preko sprememb zenitnih kotov. Treba jih bo meriti preko sprememb relativnih kotov med več zvezdami tesno skupaj. Aberacija namreč deluje na vse te zvezde enako in zato ne vpliva na paralakse.

27.3 Svetlobni valovi

Model svetlobe kot curka delcev ni edini. Težni valovi na gladini vode in zvočni valovi v zraku nam kažejo drugo možnost. Po njihovem zgledu zgradimo valovni model svetlobe.

Valovi Privzemimo, da je svetloba valovanje nekega neznanega polja ϕ . Svetlobni žarek je potem ravno valovanje z valovno dolžino λ , frekvenco ν in hitrostjo $c = \lambda\nu$. Zaenkrat pustimo ob strani, ali je valovanje transverzno ali longitudinalno. Svetlobo različnih frekvenc vidimo kot različne barve.

- Interferenca Če se dva žarka križata, gresta drug skozi drugega, pri čemer se v vsakem trenutku v vsaki točki njuna tamkajšnja vala seštejeta: $\phi = \phi_1 + \phi_2$. Rečemo, da valovanji interferirata. Dva maksimuma se ojačita, dva minimuma se poglobita in maksimum ter minimum se poravnata.
- Odboj in lom Lahko z valovnim modelom razložimo opaženi odboj in lom? Seveda, tako kot pri vodnih valovih [21.5-6]. Ko valovanje vpade na oviro, se od vsake točke odbija kot krožno valovanje in ovojnica vseh teh krožnih valov tvori odbiti val. Podobno je pri lomu. Valovni model torej pravilno napove odboj in lom. Pri slednjem pove še, da mora biti hitrost svetlobe v vodi ali steklu manjša od tiste v praznem prostoru: $c' = c/n$. Tudi valovna dolžina svetlobe v vodi ali steklu se zmanjša na $\lambda' = \lambda/n$, frekvenca pa ostane nespremenjena.
- Uklon Če je svetloba res valovanje, bi se morala uklanjati. Vemo, da ravno valovanje, ki vpada pravokotno na zaslon z dvema režama na medsebojni razdalji d , prehaja skozi reži in vsaka postane izvor krožnih valov [21.7]. Ti interferirajo in se ojačijo v točkah, v katerih je dolžina poti od vsake reže enaka mnogokratniku valovne dolžine. Ojačenje nastopa v smereh θ glede na normalo zaslona: $d \sin \theta = N\lambda$, $N = 0, 1, 2 \dots$. Poskus uspe z dvema režama, ki sta drobec milimetra narazen, in z rdečo filtrirano svetlobo: pokaže se uklonska slika (YOUNG). Svetloba je torej valovanje in ne tok delcev, kakor smo domnevali do sedaj.



Slika 27.4 Uklon svetlobe na dveh režah. Reži sta široki po 0,05 mm in sta medsebojno razmaknjeni za 0,25 mm. Osvetljuje ju svetilka z natrijevo paro. Na zaslonu, oddaljenem pol metra, znaša razmik med dvema maksimumoma okrog 1 mm. (Kuiper, P.)

Bolj natančne meritve naredimo z *mrežico*, ki ima okrog 500 rež na milimeter. Mrežico moramo narediti s posebno napravo, ki z diamantno konico reže črte v steklo. Če je rež več, se namreč navedene smeri maksimumov ne spremenijo, sami pa postanejo ostrejši in svetlejši. Z merjenjem razdalje med dvema maksimumoma na zaslonu izračunamo valovno dolžino rdeče in vijolične svetlobe: 0,8 μm in 0,4 μm . vzdolž milimetra se tako zvrsti preko tisoč svetlobnih valov. V praksi uporabljamo raje odbojno mrežico, ne prepustne, in poševni vpad svetlobe; tedaj je spekter svetlejši in bolj raztegnjen.

Ker poleg valovne dolžine poznamo še hitrost svetlobnih valov, znamo tudi izračunati njihovo frekvenco. Dobimo strahotno vrednost $\sim 10^{14}$ nihajev v sekundi. Pa ne bi smelo biti tako čudno:

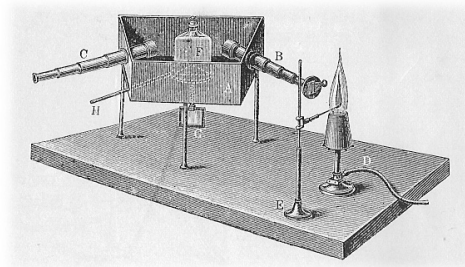
skozi izbrani presek žarka potujejo namreč izredno kratki valovi z izredno veliko hitrostjo.

Ločljivost Objektiv daljnogleda je tudi "reža", namreč okrogla, in na njej se svetloba seveda uklanja. Zato se slika točkastega predmeta, recimo zvezde, razmaže v svetlo pego. Če sta dve zvezdi dovolj blizu, se njuni pegi prekrijeta in ju vidimo kot eno. Kotna ločljivost daljnogleda je torej omejena. Večji kot je objektiv, manj razmazana je slika. Daljnogled s premerom objektiva ~ 10 cm razločuje še kote 1", kakor ugotovimo z opazovanjem dveh osvetljenih rež na primerni oddaljenosti. Večji daljnogledi bi sicer morali gledati še ostreje, vendar jim to preprečuje migotanje zraka.

Podobno je z mikroskopom. Čim manjše predmete opazujemo, tem bolj so razmazani. Svetloba se pač uklanja – na njih in na objektivu. Predmeti, ki so primerljivi z valovno dolžino svetlobe ali celo manjši od nje, so zato nerazločljivi. Atomov, ki so, kot vemo, 10^4 -krat manjši od svetlobnih valov, nikoli ne bomo mogli neposredno videti.

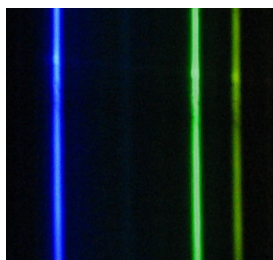
27.4 Svetlobni spektri

Spektroskop Plamen plinskega gorilnika je skoraj brezbarven. Ko pa vanj na platinasti žici potisnemo zrno morske soli, se obarva živo rumeno. Sestavo svetlobe raziščemo tako, da jo z lečo, pred katero je vodoravna reža, oblikujemo v trakast snop, tega usmerimo na stekleno prizmo in z druge strani opazujemo z daljnogledom. To je *spektroskop*.



Slika 27.5 Spektroskop na prizmo. Vpadajoča svetloba se razkloni v spekter. (Kirchoff, 1896)

S spektroskopom ugotovimo, da oddaja morska sol, ko se v plamenu uplani, svetlobo, sestavljeno samo iz nekaterih valovnih dolžin. Njen spekter torej ni zvezen, kakor pri sončni svetlobi, ampak je sestavljen iz posamičnih barvnih črt. Najsvetlejši sta dve rumeni črti, ki ležita tesno druga ob drugi, in dajeta plamenu značilno barvo. Tudi druge snovi se vedejo podobno: v vročem plinastem stanju oddajajo svetlobo, ki ima za snov značilne valovne dolžine. Rečemo, da so to njihovi črtni spektri. Rumeni dvojček, na primer, je prstni odtis natrijevih atomov.

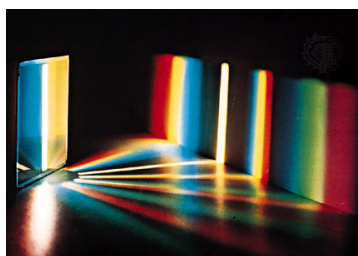


Slika 27.6 Spekter živosrebrnih par. Ustvarja ga lom skozi prizmo. (Pisgah Astronomical Research Institute)

Spektrometer Spektroskop na prizmo sicer razlomi natrijevo svetlobo na posamezne črte, vendar za njih ne vemo, kakšno valovno dolžino imajo. Porodi se misel, da bi svetlobo razcepili po valovnih dolžinah z uklonsko mrežico. Tedaj se bo vsaka enobarvna komponenta razcepila v svoj niz maksimumov; z odklonskim kotom izbranega maksimuma pa je določena njegova valovna dolžina. Tako izumimo *spektrometer* (FRAUNHOFER). Z njim ugotovimo, da imata natrijevi rumeni črti valovni dolžini 590,0 in 590,6 nm.

Spektrometer uporabimo kot napravo, s katero določamo vrsto atomov v spojinah. Več osvetljenih rež je na mrežici, bolj ozki so maksimumi in bolj tesno skupaj ležeče črte lahko razločujemo. Mrežica dolžine 10 mm in s 500 režami na milimeter razcepi še dve črti, ki sta 0,1 nm (velikost atoma) narazen.

Sončne črte Ko spustimo skozi spektrometersko mrežico sončno svetlobo, se ta razkloni v zaporedje zveznih mavričnih spektrov, ki se delno prekrivajo. Vsaka barvna komponenta, recimo rdeča, se namreč razcepi v zaporedje svojih maksimumov. Prav tako seveda vse ostale. Posamničen uklonski spekter je nadvse podoben tistemu, ki ga tvori steklena prizma.



Slika 27.7 Večkratni spektri sončne svetlobe za uklonsko mrežico. (Encyclopedia Britannica)

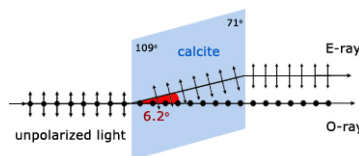
Če dobro pogledamo, opazimo v sončnem spektru množico tankih črnih črt. Dve črni črti sta prav pri tisti valovni dolžini, kakor rumeni črti natrija. To si razlagamo tako, da Sonce iz svoje vroče in goste notranjosti seva zvezen spekter svetlobe, v hladnejšem plinastem "ozračju" pa so prisotne natrijeve pare. Te pare absorbirajo svetlobo "svojih" valovnih dolžin in jo nato tudi izsevajo na vse strani. Tako ta svetloba umanjka iz žarkov, ki vstopajo v spektrometer. Seveda velja povedano tudi za druge črte in druge atome. Spektrometer nam torej daje v roke moč, da ugotovimo, kakšne snovi vse so na Soncu in zvezdah. Pokaže se, da prav take, kot so na Zemlji.

27.5 Polarizacija svetlobe

Dvolomni kristali

Ko položimo čist kristal kvarca (CaCO_3) na popisan list papirja, vidimo črke dvojno. Kaže, da se vsak žarek iz poljubne točke papirja pri prehodu skozi kristal razcepi v dva vzporedna žarka (BARTHOLIN).

Razcep žarka podrobneje raziščemo takole. Ozek curek svetlobe spustimo pravokotno na eno stranico kristala. Za kristalom se na zaslonu narišeta dve pegi. Ena pega leži na podaljšku vpadajočega curka in torej ne doživlja nobenega loma (kakor je "prav"). To je *redni žarek*. Druga pega pa kaže *izredni žarek*, ki se - kljub pravokotnemu vpadu - lomi na prednji ploskvi kristala ter ga zapušča vzporedno premaknjen. Za ta žarek torej ne velja lomni zakon. Če kristal vrtimo okrog osi, ki jo določa vpadajoči žarek, ostaja redna pega pri miru, izredna pega pa se vrtili okrog nje.



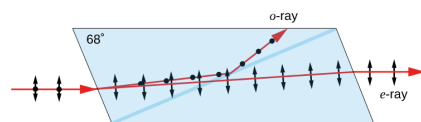
Slika 27.8 Dvolomnost na kristalu kalcita. Prikazana sta redni (O) in izredni (E) žarek. (A-level Physics Tutor)

Izhodna curka se očitno v nečem razlikujeta. Privlačna je misel, da je svetloba morda transverzalno valovanje in da se izhodna curka razlikujeta po polarizaciji: vsak je polariziran v svoji smeri in ti dve smeri sta med seboj pravokotni. Vhodni curek pa vsebuje mešanico polarizacij v vseh smereh.

Kako bi domnevo preizkusili? Redni curek spustimo skozi motno vodo in si ga ogledamo iz vseh smeri. Morda je iz različnih smeri različen? Gledajoč pravokotno na curek premikamo oko okrog njegove osi. Iz dveh mest, ki sta narazen za 180° , curek izgine. Oko leži takrat v nihajni ravnini svetlobe. Na kristalu jo označimo s primernim kazalcem. Polariziranost pokaže tudi izredni curek, medtem ko je vhodni curek videti nepolariziran. Kaže, da je naša domneva upravičena.

Dvolomni polarizator

Za nadaljnje eksperimentiranje potrebujemo dober *polarizator*. Enega že poznamo: to je kvarčni kristal z izhodnim zaslonom, ki prepušča le redni curek, izrednega pa blokira (ali obratno). Žal pa je na tak način možno ustvariti le polarizirane curke z nekaj milimetri premera. Nepotrebni curek moramo zato odstraniti kako drugače, ne z zaslonom. Pojavi se zamisel, da ga popolno odbijemo na diagonalni ravnini kristala, ki ga moramo v ta namen prežagati in špranjo zamašiti s primernim lepilom, ki ima lomni količnik za redni žarek manjši od kristala. Tako naredimo *prizemski polarizator*, ki prepušča širok izredni curek (NICOL).



Slika 27.9 Dvolomni polarizator. Sestavljen je iz dveh zlepljenih prizem kalcita. Na lepilu se redni žarek popolnoma odbije. (Anon)

Ko spustimo curek sončne svetlobe skozi polarizator, nastane za njim curek polarizirane svetlobe. Ta curek spustimo na drug polarizator; recimo mu *analizator*. Slednjega sučemo in za njim nastaja tudi polarizirana svetloba. Če je analizator usmerjen tako kot polarizator, prepušča vso svetlobo. Če je pravokoten nanj, je ne prepušča nič. Če pa je poševen, prepušča le del svetlobe. Kako si to razlagamo? Na analizator vpadajoča polarizirana svetloba je harmonično valovanje z amplitudo A . Ta je sestavljena iz ene komponente v prepustni smeri, $A_{\parallel} = A \cos \theta$, in ene v neprepustni smeri $A_{\perp} = A \sin \theta$. Prva se prepusti, druga zaustavi. V harmoničnih valovanjih je energijski tok sorazmeren s kvadratom amplitude (21.19), zato je prepuščeni tok $j = j_0 (\cos \theta)^2$. To je *polarizacijski zakon* (MALUS) Svetlobnega toka zaenkrat še ne znamo meriti.

Polarizacija pri odboju

Človeško oko ne loči med polarizirano in nepolarizirano svetlobo. Lahko pa svet opazujemo s polarizatorjem pred očmi in raziskujemo, kakšna je svetloba, ki od kod prihaja. Če je svetlost vidnega polja vedno enaka, ko polarizator vrtimo, je svetloba nepolarizirana. Če pri kakem zasuku postane vidno polje črno, je svetloba popolnoma polarizirana. Če pa vidno polje sicer potemni, a ne povsem, je svetloba delno polarizirana.

Ugotovimo naslednje. — Ko gledamo Sonce (pravokotno skozi zatemnjeno šipo), ne zaznamo nobene polarizacije. — Odsev Sonca, ki se odbija od vode ali stekla, je delno polariziran v ravnini odbojne ploskve. Stopnja polarizacije je odvisna od kota, pod katerim opazujemo ploskev. Obstaja kot θ_p , pri katerem je polarizacija skoraj popolna: za vodo 53° in za steklo 56° . Risba in lomni zakon (12.3) pokažeta, da je v tem primeru kot med odbitim in lomljenim žarkom 90° in da velja $\tan \theta_p = n$. To je *polarizacijski kot* (BREWSTER). Ker je lomni količnik prozornih teles odvisen od valovne dolžine, bele svetlobe pri odboju od njih ni mogoče popolnoma polarizirati. — Svetloba, ki se odbija od kovin, recimo od srebra, ni znatno polarizirana, le okrog enega kota je polarizacija nekaj večja. Za srebro je ta kot okrog 70° . — Svetloba jasnega neba je ponekod nepolarizirana in drugod delno polarizirana. Največja polarizacija leži v smereh, ki so pravokotne na smer proti Soncu. Ko je Sonce v zenitu, je to vzdolž obzorja. Ko zahaja, pa vzdolž nebesnega poldnevnik. V oblačnem vremenu polarizacije ne zaznamo. Zgodbe, da so svoj čas severni morjeplovci navigirali z dvolomnimi kristali, zato verjetno ne držijo.



Slika 27.10 Odboj svetlobe na vodni gladini, kakor ga vidimo brez polarizatorja (desno) in z njim (levo). (Brent Mail Photography)

Sukanje polarizacije Ali se polarizacijska ravnina kaj spreminja, ko potuje svetloba po snovi? Spustimo curek polarizirane svetlobe skozi plast tekočine in opazujemo, z analizatorjem, polarizacijo izhodnega curka. Pri vodi ne zaznamo nobene spremembe. Pri raztopini sladkorja pa odkrijemo, da je ravnina zasukana. Zasučni kot je sorazmeren z debelino plasti in s koncentracijo raztopine. Raztopina glukoze (grozdnega sladkorja) v masnem razmerju 1:100 zasuka polarizacijo za $50^\circ/\text{dm}$ v desno, fruktoza (sadni sladkor) pa za $90^\circ/\text{dm}$ v levo.

27.6 Svetlobna energija

Vodni kalorimeter Vemo že, da sončna svetloba segreva telesa. Vodni kalorimeter s počrnjenim pokrovom ploščine S postavimo v snop žarkov, ki lijejo v temno sobo skozi stensko okno. Vodoravni pokrov vpija svetlobo, ki pada poševno nanj pod kotom α , in pokaže porast temperature. Proglasimo, da je sprememba notranje energije enaka dovedeni "množini svetlobe" Q . Svetlobo torej merimo, prav kakor toploto, v energijskih enotah, recimo z jouli. Z njo so definirani tudi *svetlobni tok*, *gostota (svetlobnega) toka* in *osvetljenost* pokrova:

$$P = \frac{Q}{t} \quad (27.2)$$

$$j = \frac{P}{S_{\perp}}$$

$$j' = j \cos \alpha.$$

Če postavimo kalorimeter ven, na prosto, mu pokrov osvetljuje svetloba iz vseh strani, najmočnejše seveda od Sonca. V Ljubljani izmerimo v jasnih poletnih dneh opoldanske gostote sevanja okrog $1,0 \text{ kW/m}^2$. Ob drugih dneh pa so izmerki manjši.

Bolometer Pri kalorimetričnem merjenju moti oddajanje toplote v okolico. Pomagamo si tako, da kalorimeter najprej s svetlobo segrejemo do ustaljene temperature, ko sta dotok in odtok energije enaka, nakar ga - brez svetlobe - segrevamo od znotraj z električnim grelcem in naraščajočim tokom do iste temperature. S tokom dovajana moč UI je tedaj enaka svetlobno dovajani Q/t . Seveda je smiselno kalorimeter umeriti vnaprej. Prav tako ni treba, da je vodni; raje ga nadomestimo s kovinsko črno kroglico z vgrajenim električnim grelcem, nataknjeno na bučko živosrebrnega termometra. To je *bolometer*.

Termoupor Tudi živosrebrni termometer v bolometru ni nujen: nadomestimo ga lahko z drugačnim. Izkoristimo dejstvo, da električni upor kovin narašča s temperaturo. Najboljša je platina, ki je obstojna in se ji upor močno spreminja. Skozi upornik iz platine pošiljamo električni tok in z voltmetrom merimo padec napetosti na njem, vse to pri različnih temperaturah, ki jih merimo z živosrebrnim ali plinskim termometrom. Tako upornik umerimo. Pokaže se, da je njegova upornost kar sorazmerna temperaturi. Meriti je možno med $-200\text{ }^{\circ}\text{C}$ in $500\text{ }^{\circ}\text{C}$. *Termoupor* seveda lahko segrevamo s svetlobo: samo počrtniti ga moramo. Če ga umerimo z že izmerjenimi svetlobnimi tokovi, lahko skalo voltmetra zapišemo kar v enotah svetlobnega toka.

Fotoupor Električni upor nekaterih snovi, recimo kadmijevega sulfida CdS, se močno zniža pri obsevanju s svetlobo. Rečemo, da je to *fotoupor*. Predstavljamo si, da v njem svetloba odceplja elektrone od atomov in jih naredi prosto gibljive. Več je svetlobe, več je razpoložljivih elektronov za gibanje. Tok, ki teče skozi prevodnik in ga meri priključen amperimeter, narašča z jakostjo obsevanja. Žal se ne absorbira vsa svetloba, ampak nekatere frekvence bolj kot druge. Kadmijev sulfid, na primer, je občutljiv predvsem na vidno svetlobo. Umerimo ga z bolometrom in s tisto vrsto svetlobe, največkrat sončno, ki nas zanima.

S primernim svetlomerom na balonu, napolnjenim s helijem, izmerimo na vrhu ozračja gostoto toka $1,4\text{ kW/m}^2$. Ta vrednost je praktično nespremenljiva in jo poimenujemo *solarna konstanta*. Talne meritve so manjše. Pri prehodu skozi ozračje se torej svetloba porazgublja.

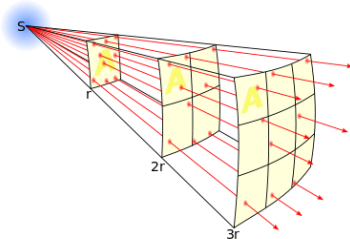
27.7 Svetila

Izotropno sevanje Nespremenljivost solarne konstante pomeni, da seva Sonce v vse smeri - kjer je trenutno pač Zemlja - enako močno. Smiselno je to privzeti tudi za smeri, kamor Zemlja ne zaide: pri dani oddaljenosti r od Sonca so gostote toka j povsod enake. Rečemo, da je sevanje *izotropno*. Tako sevajo tudi mnoga druga točkasta svetila, recimo sveče in žarnice.

Skozi vsako koncentrično krogelno ploskev okrog Sonca, začeni z njegovo površino, se pretaka enaka moč, ker se - predpostavljamo - nič energije po poti ne izgublja ali dodaja. Zato pojema gostota toka z oddaljenostjo vzdolž vsake smeri od Sonca takole:

$$j = \frac{P}{4\pi r^2} \quad (27.3)$$

Ker poznamo oddaljenost do Sonca, lahko iz solarne konstante izračunamo njegov celoten izsev: $4 \cdot 10^{26}\text{ W}$.



Slika 27.11 Gostota svetlobnega toka pojema z oddaljenostjo. (Anon)

Anizotropno sevanje

Nekatera točkasta svetila, na primer žaromet (žarnica v gorišču vboklega zrcala), ne sevajo izotropno. Žaromet seva večino svetlobe v ozek prostorski kot v izbrano smer. Takšno sevanje opišemo s porazdelitvijo moči na enoto prostorskega kota $d\Omega = dS/r^2$ po smereh prostora, to je s *svetilnostjo*

$$I = \frac{dP}{d\Omega} \quad (27.4)$$

$$j = \frac{I}{r^2}.$$

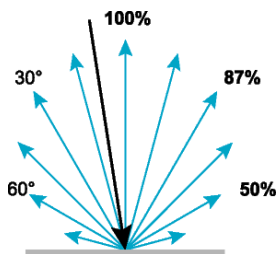
Za izotropno sevanje seveda velja $I = P/4\pi$.

Razsežna svetila

Tudi hrapav zid, ki odbija sončno svetlobo, je svetilo: vsaka njegova ploskvica seva v vse smeri. Rečemo, da je to *razsežno svetilo*. Njegovo sevanje opišemo tako, da za vsako točko povemo, kakšna je tamkajšnja svetilnost v vsako smer, preračunana na pravokotno ploskovno enoto:

$$B = \frac{dI}{dS_{\perp}}. \quad (27.5)$$

Ploščica na zidu, ki jo gledamo, je tem bolj svetla, čim večja je njena svetilnost (v smeri proti našemu očesu) na ploskovno enoto. Zato temu količniku tudi rečemo *svetlost*. Nasploh je svetlost izbrane ploščice odvisna od smeri, pod katero jo gledamo. Pri hrapavem zidu pa se zdi, da je enako svetel pod vsemi (neprevelikimi) koti α glede na njegovo pravokotnico. To pomeni, da mora svetilnost zidu upadati s tem kotom ravno tako, kakor se manjša projekcija ploščice, torej $I = I_0 \cos \alpha$ (LAMBERT).



Slika 27.12 Hrapave ploskve odbijajo svetlobo v vse smeri. Svetilnost v izbrani smeri je sorazmerna s kosinusom kota od normale. Zato je ploščica iz vseh smeri videti enako svetla. (Ryer, 2000)

Dobro je tudi vedeti, kakšen svetlobni tok oddaja površinska enota v vse smeri polprostora. To pove kvocient

$$j^* = \frac{P}{S}. \quad (27.6)$$

Rečemo mu *gostota izseva*. Seštevanje po vseh smereh polprostora zapišemo kot $j^* = \int I d\Omega / S$ oziroma $\int BS \cos \theta d\Omega / S$. Če je svetlost neodvisna od smeri, se izraz poenostavi v $B \int \cos \theta d\Omega$. Nadalje velja $d\Omega = dS_{\text{polkrogle}} / r^2$, torej $(r d\theta)(2\pi r \sin \theta) / r^2$ oziroma $2\pi \sin \theta d\theta$. Ko vse skupaj sestavimo, preostane le izračun integrala $\int \sin \theta \cos \theta d\theta$. Preoblikujemo ga v prijaznejšo obliko $\int \sin \theta d(\sin \theta)$, izračunamo v mejah med 0 in $\pi/2$ ter na koncu dobimo $j^* = \pi B$.

27.8 Toplotno sevanje

Ko segrevamo kos železa, začne žareti: najprej rdeče, potem rumeno in na koncu belo. Sklepamo, da vsa topla telesa sevajo svetlobo, vendar vidimo samo tisto od vročih teles. Pri temperaturah, ki so dosegljive merjenju, to toplotno sevanje raziščemo. Kot izvor uporabimo odprtino peči iz platine, ki jo od znotraj segrevamo z električnim tokom. Svetloba, ki od zunaj vpada na odprtino, se v notranjosti peči vpija. Rečemo, da je odprtina *črna telo*: ne odbija nič svetlobe.

Nevidna svetloba Svetlobo, ki zapušča odprtino, ločimo s spektrometrom po valovnih dolžinah in jih otipamo s termouporom. Pri tem ugotovimo, da se vidni spekter nadaljuje na obeh straneh. Tam je torej svetloba, ki je ne vidimo. Tisti z daljšo valovno dolžino od vidne svetlobe rečemo *infrardeča*, oni s krajšo pa *ultravijolična*.

Sevalni zakoni Nadalje odkrijemo - s primerjavo izmerkov -, da ploščinska enota sevalca seva v vse strani v polprostor svetlobni tok, ki je sorazmeren s četrto potenco temperature (STEFAN):

$$j^* = \sigma T^4 \quad (27.7)$$

$$\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \text{ W/m}^2\text{K}^4.$$

Iz meritev tudi izluščimo, da ima sevalni spekter maksimum, katerega valovna dolžina je obratno sorazmerna s temperaturo (WIEN):

$$\lambda_{\max} = \frac{b}{T} \quad (27.8)$$

$$b = 2,9 \cdot 10^{-3} \text{ Km}.$$

In končno: z navdahnjenim ugibanjem ter preverjanjem z izmerki najdemo še funkcijo, ki opisuje, kako je izsevani svetlobni tok porazdeljen po posameznih valovnih dolžinah oziroma nihajnih frekvencah (PLANCK):

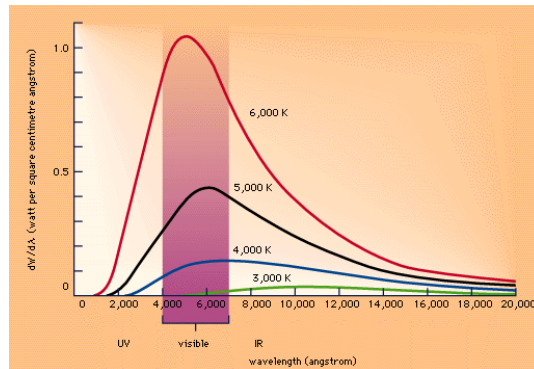
$$\frac{dj}{d\lambda} = \frac{c_1/\lambda^5}{\exp(c_2/\lambda T) - 1} \quad (27.9)$$

$$c_1 = 3,74 \cdot 10^{-16} \text{ Wm}^2$$

$$c_2 = 1,44 \cdot 10^{-2} \text{ Km}.$$

Prvi in drugi sevalni zakon sta vsebovana v tretjem in ju iz njega - z nekaj računanja - lahko izpeljemo. To tudi pomeni, da sta

sevalna konstanta σ in barvna konstanta b v celoti odvisni od spektralnih konstant c_1 in c_2 . Od česa pa sta odvisni slednji dve, ostaja do nadaljnega velika skrivnost.



Slika 27.13 Sevalni spekter črnega telesa. Prikazane so izračunane vrednosti pri različnih temperaturah. (Encyclopedia Britannica)

Bitja in svetloba

Kakor težnost in toplota, tako ima tudi svetloba močan vpliv na zgradbo bitij. Rastline potrebujejo svetlobno energijo za tvorjenje hranilnih snovi, zato imajo prestrezne liste in rastejo čim više. Živali imajo oči, da iščejo hrano in se izogibajo sovražnikom. Njihove oči so najbolj občutljive za tiste valovne dolžine, kjer Sonce najbolj seva. Jabolka so rdeča in ljudje vidimo barvno zato, da jih lažje najdemo ter raztrosimo njihova semena. Podobno velja za živobarvno cvetje in za žuželke, ki ga obiskujejo in oprahujejo. Premočna ultravijolična svetloba škoduje celicam v goli človeški koži, zato se ta ščiti s tvorbo barvila: ob ekvatorju, kjer je sevanje močno, so ljudje temni. Svetloba v človeški koži tudi tvori posebno snov, "sončni vitamin", ki uravnava presnovo. V visokih zemljepisnih širinah, kjer je svetloba šibka, je temno barvilo preveč restriktivno in koža je zato svetla.

27.9 Sevalna temperatura

Sevalni termometer

Lastnosti svetlobnega toka, ki ga seva telo, izkoristimo za merjenje njegove temperature. Sevanje razsežnih teles prestrežemo z lečo in ga zgostimo na bolometer ali termopupor. Obe tipali zaznata moči vse do spodnje meje 10^{-6} W. Umerimo ju s sevanjem peči pri znani temperaturi in sicer tako, da je vidno polje leče povsem zapolnjeno s sevalno odprtino. To je *sevalni termometer*.

Visoke temperature

Sevalni termometer ne omogoča le merjenja temperature brez dotika, temveč tudi merjenje poljubno visokih temperatur, kamor niti plinski termometer ne seže več, ker se prej stali. Pravzaprav s sevalnimi zakoni in termometri šele definiramo zgornji del temperaturne skale.

Temperatura Sonca

Sončev spekter otipamo s fotopuporom in v njem najdemo maksimum pri $0,55 \mu\text{m}$, kar ustreza temperaturi Sonca 6000 K.

Sonce seva večino energije v vidnem delu spektra. Povprečno temperaturo Zemeljskega površja ocenimo na 300 K, to je na 1/20-tino Sončeve temperature, zato je maksimum Zemljinega sevanja pri infrardečih $20 \cdot 0,55 \mu\text{m} = 11 \mu\text{m}$.

Temperatura zvezd Tudi v zvezdnih spektrih iščemo maksimume in iz njih določamo temperature. Pri tem opazujemo posamezne zvezde rahlo izven goriščne ravnine, da so razmazane v packe, in jih omejimo še s primerno zaslonko. Naletimo pa na dve težavi. Prvič, ozračje ne prepušča svetlobe vseh valovnih dolžin. V vidnem delu spektra ima sicer prepustno okno, vendar ležijo nekateri maksimumi (temperature) izven njega. Drugič, maksimumi so precej "široki" in jih je težko določiti. Obojemu odpomoremo, če merimo pri vseh valovnih dolžinah in iščemo najboljše prilagajajočo se sevalno krivuljo. Tako ugotovimo zvezdne temperature med 3000 K (rdeče) in 30 000 K (modre).

27.10 Svetloba in snov

Odbojnost Svetlobni curek se pri vpadu na površino telesa deloma odbije in deloma ponikne vanj. Odbiti tok je sorazmeren s prvotnim tokom:

$$j^* = aj' \quad (27.10)$$

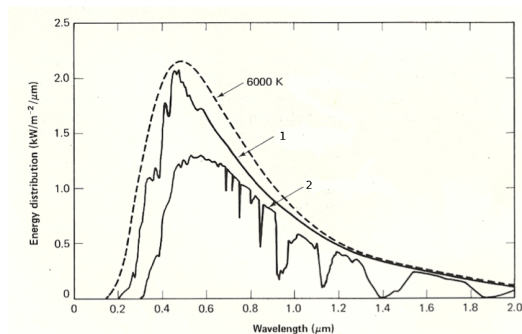
Sorazmernostni koeficient a poimenujemo *odbojnost* telesa. Odvisna je od vrste snovi, pa tudi od valovne dolžine svetlobe in nekoliko od vpadnega kota. Določamo jo s poskusom. Saje in oglje odbijata le 4 % svetlobe, sneg pa kar 90 %.

Absorpcija Svetlobni curek, ki ponika v snov, pri tem slabi. Snov bodisi vpija svetlobo ali jo sipa v druge smeri. Predstavljamo si, da svetloba kot valovanje vzbuja atome v nihanje, ti pa nato dobljeno energijo oddajo v okolico spet s sevanjem ali pa s trki. Meritev pokaže, da gostota prepuščenega toka pojema eksponentno z razdaljo

$$j = j_0 e^{-\mu l} \quad (27.11)$$

Oslabitveni koeficient μ je odvisen od snovi in valovne dolžine svetlobe. Pove, da pri razdalji $1/\mu$ pade gostota toka na vrednost $1/e = 37\%$. Bolj nazorno je vpeljati *razpolovno debelino*, pri kateri se gostota toka zmanjša na polovico: $j_0/2 = j_0 \exp(-\mu l_{1/2})$. Sledi povezava $l_{1/2} = \mu \ln 2$.

Zemeljsko ozračje dobro prepušča vidno svetlobo, močno pa vpija ultravijolično in infrardeče sevanje. Od vse Sončeve energije, ki vpade na jasno ozračje brez oblakov, jo tla doseže okrog 80 %. Slabitev v morju je še mnogo hujša. Do globine 100 m se zgubi 99 % svetlobe. Pod to mejo vlada večna tema.



Slika 27.14 Prepustnost ozračja. Izmerjena gostota sončnega sevanja na vrhu ozračja (1) in na zemeljski površini, ko je Sonce $\sim 45^\circ$ nad obzorjem (2). (Green, 1982)

27.11 Fotografija

- Slikovna kamera** Zbiralna leča preslika predmet, recimo gorečo svečo, v njegovo sliko, ki jo ujamemo na zaslon. Če lečo in zaslon obdamo s škatlo, da ne moti stranska svetloba, in je zaslon prosojen (recimo iz motnega stekla), dobimo *slikovno kamero*. Na njeni zadnji steni se izrisujejo predmeti, ki jih gleda leča. Izostrimo jih s premikanjem leče naprej ali nazaj. Slika je obrnjena narobe. Lahko jo občrtamo s svinčnikom in tako ohranimo njeno verno podobo.
- Fotografska plošča** Kaj ne bi bilo čudovito, če bi se podoba, ki jo izrisuje kamera, nekako vtisnila v zaslon in tam ostala? Takšna želja nas vodi k iskanju snovi, na kateri bi svetloba pustila vidno in trajno sled. Po številnih prizadevanjih najdemo rešitev (DAGUERRE). Zelo drobna zrnca srebrovega bromida AgBr ali klorida AgCl zamešamo v želatino in jo kot tanko plast naneseemo na stekleno ploščo. To je svetlobno občutljiva *fotografska plošča*. Recimo, da nanjo za kratek čas posije svetlobna lisa. V vsakem osvetljenem zrnu nastane grudica iz atomov srebra. Močnejša ko je svetloba, večja grudica nastane. Po osvetlitvi ploščo najprej potopimo v posebno tekočino, *razvijalec*. Ta razširi vsako grudico srebra preko celega zrna. Nato damo ploščo v *fiksir*, ki odstrani vsa neosvetljena zrna. Na stekleni plošči ostane v želatini s srebrovimi zrci narisana lisa. To je negativ: svetli deli so narisani temno in obratno. Iz njega naredimo pozitiv na očiten način: osvetlimo in projiciramo ga na *fotografski papir* in tega razvijemo ter fiksiramo.
- Fotografska kamera** Fotografsko ploščo osvetljujemo v slikovni kameri. Vstavljamo jo na mesto zaslona. Tulec, v katerem je leča, opremimo z zaklopko, ki se ob pritisku na sprožilec za kratek čas odpre in nato zapre. Čas je možno izbirati. V tulec namestimo še zaslonko nastavljive velikosti, s katero omejujemo premočan svetlobni tok. Ob pravi izbiri zaslonke in časa osvetlitve se na fotografski plošči naredi pravilno osvetljen negativ. Za sončno pokrajino znaša tipični čas

kakšno stotinko sekunde. Pri določevanju pravilne osvetlitve si pomagamo tako, da svetlobo izmerimo s fotouporom.



Slika 27.15 Fotografska kamera – naprava za slikanje predmetov. Prikazana je ena od prvih kamer, ki je uvedla pomični fotografski trak. Opremljena je s kukalom in obročki za nastavitve zaslonke, časa in oddaljenosti. (Anon)

Eden izmed predmetov, ki jih slikamo, je na papirju narisana mreža vzporednih črt. Če je mreža daleč, je njena slika na negativu majhna in dobimo dobro uklonsko mrežico.

Fotografska kamera ni nič drugega kot umetno zgrajeno človeško oko. Kamorkoli postavimo oko, lahko postavimo tudi kamero: za mikroskop, daljnogled ali spektroskop. Pri daljnogledu je prav tudi, če uporabimo kar samo ploščo, ki jo postavimo v gorišče objektiv, in tako slikamo zvezde. Ker je objektiv večji od zenice očesa, zbere daljnogled tudi več svetlobe. In čas osvetlitve je možno nastaviti celo na nekaj ur. Seveda moramo pri tem zvezdo slediti: daljnogled počasi premikamo z elektromotorjem. Tako ni čudno, da na fotografski plošči zaznamo še mnogo šibkejše zvezde, kot bi jih z očmi. Pri tem se moramo le zavedati, da je spektralna občutljivost fotografske emulzije deloma drugačna od oči.

27.12 Fotografija neba

Paralaksa planetov

Fotografiranje izkoristimo za merjenje paralakse nebesnih teles – podobno, kot smo naredili pri Mesecu z golimi očmi. Ko slikamo planet istočasno iz dveh krajev daleč narazen, bi se morala njegova lega glede na zvezdno ozadje spremeniti. Sliki razvijemo, vsak negativ posebej projiciramo na zaslon, in na povečavi določimo kotne razdalje med planetom in istimi okolišnjimi zvezdami. Iz izmerjenih razlik sledi paralaksa planeta in s tem njegova oddaljenost. Za Mars v opoziciji znaša približno toliko kot njegov kotni premer, 25".

Paralaksa zvezd

Na opisani način pri zvezdah ni videti nobene paralakse. Očitno je opazovalna osnovnica prekratka. Jo lahko podaljšamo? Največja osnovnica, ki nam je dostopna, je kar premer Zemljinega tira okrog Sonca. Isto zvezdo slikamo v razmaku pol leta in iščemo spremembo njene lege glede na zvezdno ozadje, torej njeno paralakso. Pri tem predpostavimo, da je ozadje dovolj daleč za opazovano zvezdo in je zato njena paralaksa zanemarljiva; pripomoremo tako, da za ozadje izbiramo šibke zvezde. Aberacija pa, kot vemo, ni opazna, saj deluje na vse zvezde s posnetka enako.

Največja paralaksa, ki jo odkrijemo pri kaki zvezdi, znaša $0,8''$. To je torej Soncu najbližja zvezda. Svetloba, ki od Zemlje do Meseca potuje dobro sekundo in do Sonca osem minut, bi potrebovala do prve zvezde kar štiri leta!

Oddaljenost zvezde je priročno opisana kar z njeno letno paralakso $d \propto 1/\gamma$ ali s preletnim časom svetlobe $d \propto t$. Za zvezdo, ki ji izmerimo letno paralakso $1''$, bomo rekli, da je oddaljena 1 *parsek* (pc). Iz te zvezde bi torej videli premer Zemljinega tira pod kotom 1 ločne sekunde. Za zvezdo, do katere potrebuje svetloba 1 leto, pa bomo rekli, da je oddaljena 1 *svetlobno leto* (ly). En parsek znaša približno tri svetlobna leta.

Veliki daljnogledi na Zemlji, kjer ne moti preveč migetanje ozračja, merijo kote vse do spodnje meje $0,1''$, to je, zaznavajo paralakse zvezd do 10 parsekov oziroma do 30 svetlobnih let daleč. Do tja se nabere okrog 300 zvezd, večinoma tistih, ki jih vidimo z golimi očmi. To pa je le neznamenit delež od vseh, ki jih vidimo; velika večina zvezd je torej še mnogo bolj oddaljena. Meja sveta je gotovo še daleč.

27.13 Izsevi zvezd

Magnituda Že s prostim očesom ločimo zvezde po svetlosti v več razredov. Rečemo, da imajo različno *magnitudo*. Najsvetlejšim (Sirij, Vega) pripišemo magnitudo nič in najšibkejšim še vidnim magnitudo pet; tako lahko vmesne magnitude zanesljivo razločujemo. Merjenje njihovih svetlobnih tokov z daljnogledom in fotouporom pokaže, da magnitudna razlika za pet razredov ustreza razmerju svetlobnih tokov za faktor sto. Zato definiramo razliko magnitud kot

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{J_1}{J_2} \quad (27.12)$$

in proglašimo magnitudo Vege za natanko 0. Zvezda, katere svetlobni tok je enak Veginemu (oba merjena na Zemlji), ima torej magnitudo nič. Če upoštevamo tok preko vseh valovnih dolžin, je to "bolometrična" magnituda, če preko vidnega intervala, pa "vidna". Magnituda zvezde je odvisna od njenega izseva in oddaljenosti. Od dveh zvezd z enakim izsevom kaže tista, ki je bližje, nižještevilčno (rekli bomo višjo) magnitudo.

Fotografska magnituda Fotografija zvezd ne kaže le njihovih leg, ampak tudi njihovo svetlost. V vsaki črni packi negativa je skrit podatek o zvezdni magnitudi.



Slika 27.16 Fotografija zvezd. Prikazana je kopica Plejade v ozvezdju Oriona. Vse zvezde so točkasta svetila. Njihova navidezna velikost je posledica uklona svetlobe na objektivu daljnogleda, migotanja ozračja in razsipa svetlobe v emulziji. Svetlejšje zvezde so videti večje. (Anthony's Astrophotography)

Žal za opazovano packo ne vemo, kakšen svetlobni tok jo je ustvaril. Zato pred fotografiranjem neba na rob fotografske plošče posnamemo slike Vege, in sicer pri različnih časih osvetlitve. Tako dobimo zaporedne latentne slike za različne absorbirane energije. Nato rob pokrijemo in slikamo nebo. Razvijanje in fiksiranje plošče deluje enako na referentne kot na prave packe. Packe nato preučimo takole.

Na čistem delu plošče, kjer ni zvezd, skozi primerno veliko zaslonko posvetimo z žarkom ter s fotouporom izmerimo prepuščeni tok P_0 . Potem isto naredimo z vsako Vegino packo – za katero poznamo osvetlitveni čas – in ji izmerimo prepuščeni tok P . Razmerje $D = -\log(P/P_0)$ poimenujemo *počrnitev* in ima vrednosti med 0 in ∞ . Počrnitev je naraščajoča funkcija osvetlitvenega časa in jo narišemo kot osvetlitveno krivuljo $D(t)$.

Potem se lotimo zvezdnih pack. Vsaki packi – za katero poznamo osvetlitveni čas – izmerimo počrnitev. Iz osvetlitvene krivulje razberemo, pri kakšnem osvetlitvenem času bi Vega ustvarila enako počrnitev. Predpostavimo, da je slika zvezde, torej počrnitev filma, enaka, če jo naredi dvakrat manjši tok v dvakrat daljšem času. To pomeni, da velja $j_{\text{star}} \cdot t_{\text{star}} = j_{\text{Vega}} \cdot t_{\text{Vega}}$, iz česar izrazimo razmerje tokov preko razmerja osvetlitvenih časov, in iz slednjega z logaritmiranjem izračunamo magnitudo. Katerokoli zvezdo, ki smo ji tako določili magnitudo, lahko kasneje uporabimo za kalibracijo. Meritve so natančne na 0,1 magnitudo.

Izsevi zvezd

S precej truda nam uspe izmeriti Vegin svetlobni tok na dnu ozračja in ga nato popraviti glede absorpcije v tok na vrhu ozračja; preko vseh valovnih dolžin znaša

$$j_0 = 2,5 \cdot 10^{-8} \text{ W/m}^2. \quad (27.13)$$

To je tok, ki ga oko zlahka vidi. S tem so določeni tudi tokovi vseh drugih zvezd, ki smo jim izmerili magnitudo:

$$m = -2,5 \log \frac{j}{j_0}. \quad (27.14)$$

Za zvezdo, ki ji poznamo tok in oddaljenost, zlahka izračunamo izsev: $P = j \cdot 4\pi r^2$. Vega, na primer, ki je (paralaktično) oddaljena 25 svetlobnih let, ima izsev 37 izsevov Sonca. Izsevi bližnjih zvezd se gibljejo med 10^{-3} in 10^3 izsevi Sonca.

Kako svetlo zvezdo vidimo na nebu, je odvisno od dveh stvari: kakšen izsev P ima in kako daleč je od nas. Oddaljena zvezda z velikim izsevom je videti enako svetla kot bližnja zvezda z majhnim izsevom. Da lahko primerjamo izseva dveh zvezd, morata biti zvezdi pri enaki oddaljenosti. Zato poleg magnitude zvezde, ki jo vidimo, definiramo še njeno *absolutno magnitudo*, kakršno bi videli, če bi bila pri referentni oddaljenosti 10 pc:

$$M = -2,5 \log \frac{P/4\pi(10 \text{ pc})^2}{j_0}. \quad (27.15)$$

Absolutne magnitude ne moremo meriti, ampak jo lahko izračunamo iz "navadne" magnitude in oddaljenosti: najprej izračunamo izsev, nato pa iz njega absolutno magnitudo. Delo si poenostavimo, če izpeljemo funkcijsko odvisnost $M(m,d)$. Za isto zvezdo pri oddaljenosti d in 10 pc velja: $j(d) = L/4\pi d^2$ in $j(10 \text{ pc}) = L/4\pi(10 \text{ pc})^2$. Po definiciji je $m = -2,5 \log j(d)/j_0$ in $M = -2,5 \log j(10 \text{ pc})/j_0$. Izračunamo razliko obeh amplitud in dobimo

$$M = m - 5 \log \frac{d}{10 \text{ pc}}. \quad (27.16)$$

Vega, ki ima magnitudo 0 in je oddaljena 25 svetlobnih let oziroma 7,7 pc, ima torej absolutno magnitudo 0,6. Sonce ima magnitudo $-26,8$. Iz razdalje 10 pc bi bilo videti kot neznatna zvezdica magnitude 4,8.

Velikost zvezd Izsev zvezde je odvisen od njene ploščine in sevalne temperature: $P = \sigma T^4 \cdot 4\pi R^2$. Če izsev in temperaturo poznamo, izračunamo ploščino in iz nje premer. Vega s (spektroskopsko) temperaturo 9500 K ima premer 2,5 Sončevega. Premeri bližnjih zvezd se gibljejo med 0,1 in 10^3 Sončevega. \square