

**O'ZBEKISTON RESPUBLIKASI OLIY VA O'RTA MAXSUS  
TA'LIM VAZIRLIGI**

**I. Sattorov**

# **ASTROFIZIKA**

## **I QISM**

O'zbekiston Respublikasi oliy va o'rta maxsus ta'lif  
vazirligining «fizika-astronomiya» bakalavriat  
yo'nalishi talabalari uchun darslik  
sifatida tavsiya etilgan

**Toshkent-2009**

**Taqribchilar:**

**Mirzayev A.T.** - O'zMU Astronomiya kafedrasi dotsenti, f-m.f.n.;  
**Mamadazimov M.** - p.f.d., professor;  
**Nuritdinov S.N.** - O'zMU Astronomiya kafedrasi mudiri, f-m.f.d., professor

Sattorov I.

**S33** **Astrofizika.** Oliy o'quv yurtlari talabalari uchun darslik.  
O'zbekiston Respublikasi oliy va o'rta maxsus ta'lif vazirligi.  
– T.: «Ta'lif nashriyoti», «Iqtisod-moliya». 2009. -284 b.

Ushbu darslik universitetlar va pedagogika institutlari «fizika-astronomiya» bakalavriat yo'nalishi talabalari uchun mo'ljallangan «Astrofizika» kursining birinchi qismi bo'lib, u yettita bobga bo'lingan va ularda hozirgi zamон astrofizik teleskoplarining turlari va ularni qo'llashdan maqsad, shuningdek, astrofizik tekshirish usullari bayon etilgan. Birinchi bobda astrofizikada qo'llaniladigan fizik fotometrik va spektral tahlil tushunchalari, ular bilan shunday astronomik tushunchalar orasidagi bog'lanishlar keltirilgan. Ikkinchi va uchinchi boblar teleskoplarga va ularga o'rnatiladigan yordamchi astrofizik tekshirish vositalariga bag'ishlangan. To'rtinchi bobda astrofizikada qo'llaniladigan nurlanish priyomniklarining (qayd qiluvchilarning) asosiy ko'rsatkichlari va ishlash prinsiplari bayon etilgan. Beshinchi va oltinchi boblar astrofizik tekshirish turlari va osmon yoritqichlarining fizik ko'rsatkichlarini o'lchash va aniqlash masalalariga bag'ishlangan. Yettinchi bobda yulduz atmosferasidan nuriy energiyani chiqishi masalalari va yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibi hamda fizik ko'rsatkichlarini aniqlash usullarining nazariy asoslari keltirilgan.

**BBK 22.63я73**

**ISBN 978-9943-13-113-2**

© «Ta'lif nashriyoti», 2009  
© «Iqtisod-moliya», 2009  
© I. Sattorov, 2009

## **KIRISH**

**1. Astrofizikaning predneti va bo‘limlari.** Astrofizika astronomiyaning bo‘limi bo‘lib, u osmon yoritqichlarining fizik tuzilishini, ularning yuza va atmosfera qatlamlarida ro‘y berayotgan fizik jarayonlarni o‘rganadi, osmon yoritqichining kimyoviy tarkibini aniqlaydi, astronomik kuzatishlardan olingan o‘lhash natijalariga asoslanib osmon yoritqichining atmosfera va ichki qatlamlarining tuzilishini tekshiradi hamda modelini tuzadi, yoritqichlar va ulardan tuzilgan tizmlarning hosil bo‘lishi va rivojlanish qonunlarini o‘rganadi. Bunda u yoritqichlardan kelayotgan elektromagnit nurlanish oqimini siyatifi va soniy tahlil qilish usulini qo‘llaydi.

Astrofizika ikki qismga bo‘linadi: amaliy va nazariy astrofizika. Amaliy astrofizika yoritqichlarni tekshirish usullarini va asboblarini ishlab chiqadi va kuzatishga qo‘llaydi, astronomik kuzatishlardan olingan o‘lhash natijalarini tekshiradi va tahlil qiladi. Natijada yoritqichning nurlanish sochayotgan qatlamlarining fizik ko‘rsatkichlari, temperaturasi, modda zichligi, harakat tezligi va boshqalarini aniqlaydi va kimyoviy tarkibini topadi.

Nazariy astrofizika yoritqichning nurlanish sochish mexanizmlarini o‘rganadi, unda kuzatilayotgan fizik jarayonlarning tabiatini ochishga va tushuntirishga harakat qiladi. Bunda u umumfizik qonunlarga asoslanadi va yoritqichning ichki va atmosfera qatlamlarining tuzilish modelini ishlab chiqadi, model asosida yoritqichning umumiyligi fizik ko‘rsatkichlarini hisoblab chiqadi va kuzatish natijalari bilan solishtiradi. Solishtirish natijalarining bir-biriga mos kelishi yoritqich tabiatini yaxshi bila olganimizni ko‘rsatadi. Astrofizikaning bo‘limlari bir-biri bilan bog‘liqdir. Amaliy astrofizika nazariya oldiga kuzatish natijalarini tushuntirish bilan bog‘liq masalalarni qo‘ysa, nazariy astrofizika amaliyot oldiga tekshirish zarur bo‘lgan nazariy yechilmalarni qo‘yadi.

Astrofizikaning asosiy vazifasi yoritqichlardan kelayotgan nuriy energiya oqimini fizik o‘lhash asboblari va tekshirish usullari yor-

damida har tomonlama, ham sifatiy ham soniy nuqtai nazarda o'rganishdan iborat.

Hozirgi zamon astrofizikasi elektromagnit to'lqinlar shkalasi (EMTSh) ning barcha qismlari (diapazonlari) da tekshirishlar olib boradi. Bunda EMTSh sining har bir diapazoni uchun maxsus o'lhash vositalari va tekshirish usullari qo'llaniladi. Shunga ko'ra amaliy astrofizika bir necha bo'limlarga bo'linadi: osmon yoritqichlarining gamma nurlarini tekshiradigan bo'lim **gamma astronomiya** deb atalsa, rentgen nurlarini tekshiradigan - **rentgen astronomiya** deyiladi. Osmon yoritqichlarining gamma, rentgen va ultrabinafsa nurlari Yer atmosferasida yutiladi va Yer yuziga yetib kelmaydi. Bu diapazonlarda tekshirishlar Yerning sun'iy yo'ldoshlariga o'rnatilgan asboblar yordamida bajariladi. Yer yuziga deyarli yutilishsiz yetib keladigan nurlar optik diapazonni tashkil etadi va bu diapazonda tekshirishlar optik teleskoplar yordamida olib boriladi. Yer atmosferasining yana bir tiniqlik darchasi mavjud. U radiodiapazonga to'g'ri keladi va bu diapazonda tekshirishlar bajaradigan bo'lim **radioastronomiya** deb ataladi.

**2. Astrofizik tekshirishlarning xususiyatlari.** Astrofizik tekshirishlar fizik tajribalardan ayrim xususiyatlari bilan farq qiladi; birinchidan, biz osmon yoritqichlarini va ular yuzida ro'y berayotgan jarayonlarni o'zimiz xohlagancha o'zgartira olmaymiz, ikkinchidan, kuzatilayotgan har bir kosmik jarayon aynan betakordir, uchinchidan, ayrim jarayonlar tez kechsa, boshqalari juda sekin kechadi va ularni boshidan oxirigacha kuzatish uchun odamning to'la hayoti tugul, butun odamzot jamiyatining madaniy hayotini o'z ichiga olgan davr ham yetarli emas. Biroq bu qiyinchiliklar osmon yoritqichlarini o'rganib bo'lmas ekan degan xulosaga olib kelmasligi kerak, aksincha, astrofizik tekshirishlar zehn va aqlni o'tkirlaydi.

Odam fikri koinotning shunday olis qismlarini qamrab oldiki u yerlardan yorug'lik nuri sekundiga 300 ming km tezlik bilan bizga milliardlab yillardagina yetib kela oladi.

Osmon yoritqichlarining tabiatini o'rganish astrofizik observatoriyalarda olib boriladigan astronomik kuzatishlardan boshlanadi. Astronomik kuzatish deganda biz yoritqichlarni osmon sferasida egalagan o'mini va ulardan kelayotgan nurlanish oqimini o'lhashni, ularni suratga olishni va shunga o'xshash yoritqichdan kelayotgan nurlanish oqimi ustida olib boriladigan boshqa amallarni nazarda tutamiz. Astrofizik kuzatishlar ko'z bilan emas, balki har xil o'lhash va

tekshirish asboblari yordamida bajariladi. Kuzatish ash'yolari yoki o'lhash natijalari deganda biz yoritqichlarning suratini yoki spektri ni avtomatik o'lhash asboblari yordamida qog'oz yoki magnit tas-maga yozib olingen, yoritqichning nurlanishiga oid yozuvlarni nazar-da tutamiz. Kuzatish ash'yolari laboratoriya sharoitida, kompyuter yordamida har xil usullarni qo'llash orqali tahlil qilinadi. Bunday tekshirishlar natijasida yoritqichning fizik ko'rsatkichlari (temperatu-rasi, modda zichligi, tezligi va boshqalar) topiladi.

**3. Hozirgi zamон astrofizik observatoriyalari.** Osmon yorit-qichlarining nurlanishi, odatda, keng EMTSh ni yoki spektral diapazonni ishg'ol etadi. Bu hol har xil kuzatish va tekshirish asboblari qo'llashni taqozo etadi. Yorug'lik nurlarida kuzatish olib borishga mo'ljallangan teleskoplar bilan qurollangan observatoriyanlar optik observatoriya, radio to'lqinlarda kuzatishlar olib boradiganlari - radioastronomik va gamma va rentgen nurlarda - kosmik observatoriya deb ataladi. Kosmik observatoriyanlar Yer atrofida aylanadigan sun'iy yo'ldoshlarga o'rnatilgan rentgen va gamma teleskoplar bilan quro-lantiriladi. Sun'iy yo'ldoshlarga optik teleskop o'rnatish ham astro-nomik kuzatishlarga yuqori samara beradi.

Odatda, astrofizik observatoriyanlar yil dovomida eng ko'p ochiq (bulutsiz) va musaffo osmonga ega bo'lgan joylarga quriladi. Bu jihat-dan baland tog' sharoiti ma'lum afzallikkarga ega bo'lishi mumkin. Teleskop balandligi 20-30 m, kengligi 10 m keladigan silindr shakl-dagi binoning (minoraning) ustiga o'rnatiladi. Teleskop vertikal o'q atrofida aylanadigan va bir qismi ochilib yopiladigan gumbaz shakldagi tom bilan bekitiladi. Gumbaz osti isitilmaydi va issiqlik chiqaruvchi uskunalardan xoli bo'lishi shart. Minora binoning past-ki qavatlarida kuzatuvchilar ishlaydigan va kuzatishni nazorat qilib borish xonalari joylashadi.

Teleskop o'rnatiladigan bino (minora) observatoriyaning eng baland, atrof gorizonti ochiq joyiga quriladi. Laboratoriya binosi, mehmonxona minoradan 300 m chamasи uzoqlikda joylashishi kerak. Ular teleskop atrofida havo oqimlari hosil qilmasliklari va astro-iqlimni buzmasliklari kerak. Astroiqlim observatoriya ustidagi atmosferaning tozaligi, demak, tiniqligi va sokinligi (turbulent havo oqimlaridan xoliligi) bilan belgilanadi. Yaxshi astroiqlimga ega joyda yulduz yorug'ligining 70-80 % qismi diametri 1" (bir yoy sekundi) bo'lgan gardishcha ichida bo'ladi. Astroiqlim eng yaxshi joy Chiilda

(Janubiy Amerika) topilgan. U ehda Yevropa Janubiy Observatoriysi (YeJO) qurilgan. Respublikamizda astroiqlim eng yaxshi joylardan biri Qashqadaryo viloyatining Chiroqchi tumani tog'lari cho'qqilaridan biri hisoblanadi.

Respublikamizda ikkita astrofizik observatoriya qurilmoqda. Ularning biri optik teleskoplar bilan qurollangan va yuqorida tilga olin-gan Chiroqchi tumanidagi Maydanak tog'i cho'qqilaridan birida, dengiz sathidan 2300 m balandlikda joylashgan. Maydanak Baland Tog' Observatoriyalari Majmuasi (MBTOM) deb ataluvchi bu observatoriyyada obyektivining diametri 1-1,5 m bo'lgan bir necha teleskoplar o'rnatilgan. Ikkinchisi, radioastronomik observatoriya bo'lib, u Jizzax viloyatining Zomin tumanidagi Supa baland tog' davlat qo'riqxonasida qurilmoqda.

Tojikiston va Qozog'iston respublikalarida ham astrofizik observatoriylar bor. Ularda diametri 1 m bo'lgan teleskoplar o'rnatilgan. Armaniston (Byurokan, 2,5 m), Gruziya (Abastumani, 1 m), Ozor-boyjon (Shemaxa, 2 m) va Rossiya fedaratsiyasi (Shimoliy Kavkaz, 6 m) da ham astrofizik observatoriylar bor.

Eng katta teleskoplarga ega obsevatoriya Chilida (Paranal tog'i, 4 ta 8 m) qurilgan. Yevropa davlatlari hamkorligida qurilgan bu Evropa Janubiy Observatoriyasida (YeJO) Eng Katta Teleskop (EKT, Very Large Teleskop, VLT) o'rnatilgan. VLT to'rtta 8 m li teleskoplar to'plamidan iborat va bu teleskoplar birqalikda ishlashi, osmon yorit-qichining bitta tasvirini hosil qilishi va uni tekshirish mumkin. Shuningdek, Atlantika okeanidagi Kanar, Tinch okeanidagi Gavay orollarida ham baland tog' observatoriylari qurilgan va ishlamoqda. Bu observatoriyalarda astroiqlim juda yaxshi ekanligi aniqlangan.

Hozirgi kunda bir necha kosmik observatoriylarda ish olib borilmoqda. Bulardan eng kattasi Xabl Kosmik Teleskopidir (XKT, Habl Space Telescope, HST). Uning obyektivi diametri 2 m va XKT yordamida optik diapazonda turli-tuman tekshirish ishlari olib borilmoqda. 1998-yilda uchirilgan «Chandra» nomli rentgen teleskop Galaktika markazini «ko'rishga» va tekshirishga imkon berdi. Rentgen teleskoplar yordamida (XEO) ko'plab kosmik rentgen nur manbalari kashf etildi. Kosmik teleskoplar yordamida Quyoshni tekshirishlar 34 yil oldin boshlangan (kosmik teleskop Skylab – Kosmik laboratoriya). Hozirgi kunda Yaponiyadan uchirilgan Hinode (Solar-B) nomli yo'ldosha o'rnatilgan Rentgen Teleskopi Qu-

yoshning rentgen tasvirlarini olib Yerga jo'natib turibdi. Yevropa Kosmik Agentligi (YeSA) va AQSh Atmosfera va Kosmik (tadqiqotlar) Milliy Uyushmasi (NASA) tomonidan orbitaga chiqarilgan SOHO nomli kosmik observatoriya Quyoshni va uni o'rabi turuvchi kosmik fazoni tekshirishda muvaffaqiyatli qo'llanilmoqda.

**4. Ilmiy-texnik taraqqiyotda astrofizikaning roli.** Astrofizika materianing tarkibini va holatlarini o'rganishda muhim rol kasb etadi. Moddaning kimiyoviy tarkibini o'rganishda qo'llaniladigan spektral tahlil usuliga astronomik kuzatishlar munosabati bilan asos solingan. 1814-yilda nemis olimi Y. Fraunofer (1787-1826) Quyosh spektrida spektral chiziqlarni ro'yxatga oldi. 1859-yilda nemis olimlari G. R. Kirxgof (1824-1887) va R. Bunzen (1811-1899) Quyosh spektridagi qora spektral chiziqlar tabiatini ochib beradi. Atomlarning ichki tuzilishi va ularni tashkil etuvchi zarrachalar to'g'risidagi dastlabki ma'lumotlar kosmosdan kelayotgan yuqori energiyali zarrachalarni (kosmik nurlarni) tekshirish natijasida olingan. Kosmik sharoitda bunday yuqori energiyali zarrachalarni hosil bo'lishini o'rganish astrofizik masala hisoblanadi. Masalan, yadro reaksiyasi masalasi Quyosh va yulduzlarning energiya manbai qanday fizik jarayon bo'lishi mumkin degan savolga javob axtarish jarayonida o'tgan asrning 20-30 yillarda qo'yilgan edi.

Yulduzlar o'zagida temperatura o'nlab million gradusga yetadi. Bunday temperaturada yadro reaksiyalari ro'y berisi mumkin, bunda protonlarni qo'shilishi natijasida geliy atomi yadrolari hosil bo'ladi va ulkan energiya ajralib chiqadi.

Quyosh va yulduzlar atmosferasida elektr va magnit maydonlar hosil bo'lib turadi. Bunday o'zgaruvchan maydonlarda zarralar nihoyatda yuqori darajadagi tezlikka erishadilar va yadro reaksiyalarini ro'y berishiga sababchi bo'ladilar. Masalan, Quyosh chaq-nashlarida yoki o'ta yangi yulduzlarni chaqnashi natijasida yadro reaksiyalari ro'y berishi mumkin. Zarraarni tezlatish Yerda maxsus tezlatkichlarda amalga oshiriladi. Kosmik sharoit nihoyatda past zichlik va ulkan o'lchamlari bilan fizik laboratoriya sharoitidan farq qiladi. Ro'y berish ehtimoli juda kam bo'lgan jarayonlar ham kosmik sharoitlarda ko'rinishi mumkin. Masalan, Pauli qoidasi bo'yicha taqiqlangan, yoki ehtimoli juda kichik, atom o'tishlari kosmik masshtablarda yetarli darajada ko'p uchraydi va ko'rindi. Bunga sabab nihoyatda past zichlikka ega kosmik sharoitda zarralarning

o‘zaro to‘qnashishi kam ro‘y beradi va taqiqlangan o‘tish uchun sharoit yaratiladi. Shunday qilib kosmik fazo sharoiti materiyani o‘rganishda keng imkoniyatlar beradi.

Astrofizika astronomiyaning boshqa bo‘limlari, fizika, kimyo, geofizika va boshqa fanlar bilan bog‘liq. Ayrim astrofizik masalalar osmon mexanikasi usullari bilan yechilsa, nisbiylik nazariyasi yechimlari astrofizik kuzatishlar yordamida tekshiriladi, butun olamning tortishish qonuni astronomik kuzatishlar yordamida tekshirilib ko‘rildi, geliy nomli kimyoviy element dastlab Quyoshda kashf etilgan. Astronomiya fizikani rivojlanishida muhim rol o‘ynaganligiga ko‘plab misollar keltirish mumkin. Akademik L.A. Arsimovichning iborasi bilan aytganda fizika fanining kelajagi astrofizika bilan bogliq.

## I BOB. ASOSIY ASTROFIZIK TUSHUNCHALAR

Astrofizik tekshirishlarda atom tuzilishi nazariyasiga, kvant fizikasi g'oyalilariga tayaniladi. Chunki osmon yoritqichlari bizga ma'lum bo'lgan kimyoviy elementlar atomlaridan tarkib topgan va ulardan kelayotgan nurlanish Yerda kuzatiladigan nurlanishga o'xhash tabiyatga ega. Osmon yoritqichlariidan kelayotgan nurlanish atom o'tishlar natijasida hosil bo'ladi.

Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimi fotometrik o'lhash asboblari yordamida o'lchanadi, spektrga yoyiladi va unda intensivlikni taqsimlanishi o'lchanadi va tekshiriladi. Bunday o'lhashlar osmon yoritqichidan kelayotgan fotonlarni sanash darajasida aniqlik bilan amalgalash oshiriladi. Astrofizikanı rivojlanishi-da kvant fizikasi fani bo'yicha erishilgan yutuqlar muhim rol o'ynadi. Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimini o'lhash va tahlil qilishda, unga, uni hosil qilayotgan atom protsesslari nuqtai nazarida yondashmoq kerak, ya'ni nurlanishni hosil bo'lishi va tarqalishini kvant fizikasi nuqtai nazarida tushuntirmoq lozimdir. Nurlanishni hosil bo'lish mexanizmlarini atom fizikasi nuqtai nazaridan bilmasdan turib uni hosil qilgan manbaning (osmon yoritqichining) fizik xususiyalarini tekshirib bo'lmaydi. Quyida biz astrofizikada ko'p qo'llaniladigan fotometrik va atom fizikasi tushunchalariga to'xtalamiz.

Osmon yoritqichlari turli-tuman. Ularning ko'pchiligini yulduzlar tashkil etadi, ular nuqtasimon (nihoyatda kichik ko'rinishga yoki burchakiy kattalikka ega) nurlanish manbalaridir. Fizik laboratoriya sharoitida bunday kichik manbalar ko'rilmaydi. Yulduzlarning yorug'ligini, to'g'rirog'i, ularning yaltiroqligini, o'lhashda maxsus yorug'lik birligi, yulduziy kattalik qabul qilingan. Ingliz tilida «stellar magnitude», ya'ni yulduziy magnituda yoki yulduziy miqdor yoki yulduziy ball ma'nosida qo'llaniladigan bu tushuncha o'zbek tilidagi astronomik adabiyotda yulduz kattaligi deb kiritilgan va u o'quvchilarda yulduzning o'lchami bilan bog'liq bo'lsa kerak degan noto'g'ri tushuncha hosil qilmoqda. Shuning uchun yulduzning

yorug'ligini o'lhash birligi yulduziy kattalik deb yuritilsa maqsadga muvofiq bo'ladi, deb hisoblaymiz.

Osmonda yuzasi ko'rindigan yoritqichlar (Quyosh, Oy, sayyolar, galaktikalar va gaz tumanliklar) ham bor. Ularning yorug'ligi ham yulduziy kattaliklarda o'lchanadi. Fizikada yorug'lik miqdori fotometrik birliklar (lyuks, lyumen) da o'lchanadi. Fizik va astronomik fotometrik birliklar orasida bog'lanishlarni o'qitish jarayonida talabalarda astronomik kuzatishlar fizik laboratoriyada bajariladigan manba yorug'ligini o'lhash singari amal ekan degan ko'nikma hosil qilishi mumkin.

## 1. Fotometrik tushunchalar

### 1.1. Fizikada qo'llaniladigan fotometrik tushunchalar

Yoritqichning yorug'ligi kuzatish joyida u hosil qilayotgan yoritilanlik ( $E$ ) bilan belgilanadi. Yoritilanlik lyuks ( $lk$ ) larda o'lchanadi va u joyning yuza birligiga tushayotgan nuriy energiya quvvati (nurlanish oqimi,  $F$ ) ga teng, ya'ni

$$E = F / S$$

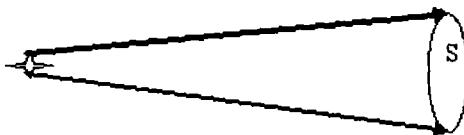
Berilgan joydan (masalan, ko'z qorachig'idan yoki teleskopning kirish teshigidan) vaqt birligida o'tayotgan nuriy energiya nurlanish oqimi deb ataladi va u yoritqichning muhim ko'rsatkichi hisoblanadi. Nurlanish oqimi lyumen ( $lm$ ) larda o'lchanadi. Joyning  $1 \text{ m}^2$  yuzasiga tushayotgan bir lyumen nurlanish oqimi unda bir lyuks yoritilanlik hosil qiladi, ya'ni  $1 lk = 1 lm/m^2$ .

Yorug'lik kuchi ( $I$ ) bir kandellaga teng bo'lgan manba bir steradian fazoviy burchak ( $\omega$ ) ichida bir lyumen oqim hosil qiladi, ya'ni  $F=I\omega$ . Temperaturasi  $2044^\circ$  ga teng bo'lgan absolut qora jismning  $1 \text{ sm}^2$  yuzasi bir kandella yorug'lik kuchiga ega. Uchi manbada bo'lgan konusning o'qiga tik o'tkazilgan kesim yuzi ( $S$ ) ni manbadan shu kesimgacha bo'lgan masofa kvadratiga nisbatli fazoviy burchakni belgilaydi, ya'ni

$$\omega = S / L^2 .$$

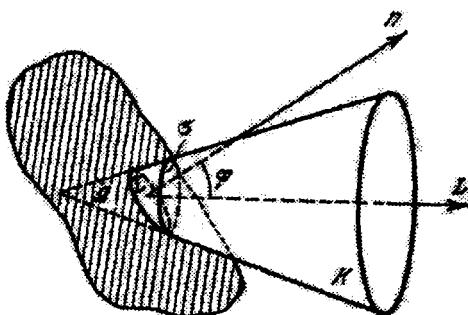
$$E = F / S = I\omega / S = I / L^2 \quad (1.1)$$

Ya'ni, bir kandella yorug'lik kuchiga ega manba bir metr uzoqlikda bir lyuks yoritilanlik hosil qiladi.



**1.1-rasm.** I yorug'lik kuchiga ega bo'lgan yulduzdan  $\omega$  fazoviy burchak ichida  $F = I \cdot \omega$  nurlanish oqimi hosil bo'ladi. Bu oqim S yuzada  $E=F/S$  yoritilganlik hosil qiladi.

Astrofizikada yoritilganlik tushunchasi eng muhim tushuncha hisoblanadi, chunki astrofizik kuzatishlarda yoritilganlik o'chanishi mumkin. Haqiqatdan, yorug'lik o'lchaydigan asbob (fotometr) ning nur sezuvchi qatlamida unga tushayotgan nuriy energiya ta'sirida fizik-ximik jarayonlar ro'y beradi va natijada unda o'lchash mumkin bo'lgan signal (masalan, elektr yurituvchi kuch) hosil bo'ladi.



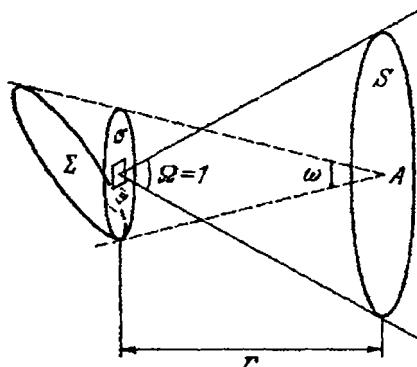
**1.2-rasm.** Nurlanuvchi sirtning ravshanligini tushuntirish uchun.

Nur sochayotgan sirtning nurlanishi ravshanlik bilan ifodalanadi. Biror yo'nalish ( $\phi$ ) da va shu yo'nalishga tik hamda nurlanuvchi sirt ( $\Sigma$ ) ga tegib turgan ( $\sigma=\Sigma \cos\phi$ ) birlik yuzadan shu yo'nalishdagi bir birlik ( $\Omega$ ) fazoviy burchak ichida o'tayotgan nurlanish oqimi ravshanlik ( $B$ ) deb ataladi.

$$B = \frac{F}{\Omega \Sigma \cos\phi}. \quad (1.2)$$

Ayrim osmon yoritqichlari (Oy, Quyosh, sayyoralar, galaktikalar va tumanliklar) ning sirti ko'rinadi. Bu yoritqichlar kuza-

tish joyida hosil qilayotgan yoritilganlik va ularning ravshanligi hamda ko'rinma kattaliklari orasida bog'lanish mavjud va bu bog'lanishga asoslanib ularning ham yulduziy kattaligini hisoblash mumkin. Biz dan  $r$  uzoqlikda turgan nurlanuvchi sirt ( $\Sigma$ ) ning osmon sferasidagi proeksiyasi  $\sigma$  bo'lsin (1.3-rasm).



**1.3-rasm.** Sirti ko'rindigan yoritqich kuzatish joyida hosil qiladigan yoritilganlik.

U holda, ta'rifga ko'ra, bu proeksiyaning yuza birligidan bir birlik fazoviy burchak ( $\Omega=1$ ) ichida sochilayotgan yorug'lik oqimi sirtning ravshanligi ( $B$ ) va sirtdan o'sha fazoviy burchak  $\Omega$  ichida sochilayotgan yorug'lik oqimi esa, 1.2-rasmidan,  $F=B\sigma$  bo'ladi. Kuzatish joyida bu oqim  $S=\Omega r^2$  sirtga yoyilib tushadi.  $\Omega=1$  hisobga olsak  $S=r^2$  ni, 1.3-rasmdan esa  $\sigma/r^2=\omega$  ni topamiz, u holda

$$E = \frac{B\sigma}{S} = \frac{B\sigma}{r^2} = B\omega. \quad (1.3)$$

Demak, biror sirti ko'rindigan yoritqich kuzatish joyida hosil qilayotgan yoritilganlik shu yoritqichning o'rtacha ravshanligi ( $V$ ) ni uning fazoviy ko'rinish burchagi bilan ko'paytmasiga teng. Bu xulosa sirti ko'rindigan yoritqichlarning ravshanligini topish imkoniyatini beradi. Sirti ko'rindigan yoritqichning fazoviy ko'rinish burchagi uning teleskop fokal tekisligidagi tasviri yuzasi ( $s$ ) ni teleskop fokus masofasi kvadratiga nisbatiga teng, ya'ni  $\omega=s/F^2$ . Fazoviy burchak steradianlarda beriladi. Masalan, Quyoshning fazoviy burchagi  $6.7 \cdot 10^{-5}$  steradian.

## 1.2. Ko'rinma yulduziy kattalik. Pogson formulasi

Yulduzlar nuqtasimon nur manbaidirlar, shuning uchun ularning yorug'ligi, to'g'rirog'i, ularning yaltiroqligi, maxsus fotometrik birliklarda, yulduziy kattaliklarida o'lchanadi. Yulduziy kattalikni boshqa sonlardan ajratish maqsadida uning son qiymat darajasiga kichik "m" xarfi yozib qo'yiladi. Demak, yulduziy kattalik yulduzning o'lchamini emas, balki yorug'ligini belgilaydigan ko'rsatkichdir. Yulduziy kattalik yulduz nuri kuzatish joyida hosil qilgan yoritilganlikni belgilaydi va uni o'lchashdan topilgan miqdor **ko'rinma yulduziy kattalik** deb ataladi. Ko'rinma yulduziy kattalik bilan yoritilganlik orasidagi bog'lanish logarifmik ko'rinishga ega va Veber-Fexnerning psixo-fizik qonuniga asoslanib chiqarilgan. Bu qonunga asosan odam ko'zining yorug'likni sezishi yoritilganlikni nisbiy o'zgarishiga proporsionaldir, ya'ni

$$dm = -k \cdot dE / E,$$

bu yerda  $dE$  – yoritiganlikni o'zgarish miqdori,  $dm$  – unga mos keladigan yulduziy kattalikni orttirmasi,  $k$  – proporsionallik koefitsienti. Agar kuzatish joyida (teleskop obyektivi yuzida) ikkita yulduz ( $m_1, m_2$ ) hosil qilayotgan yoritilganliklar  $E_1$  va  $E_2$  bo'lsa, bu yulduzlarning ko'rinma yulduziy kattaliklari ayirmasi  $m_2 - m_1 = = k \cdot \ln(E_1 / E_2)$  ga teng. Bu ifodani  $E_1 / E_2 = \exp[(m_2 - m_1) / k]$  shaklda yozish mumkin. Agar oxirgi ifodani logarifmlasak, unda quyidagi formulani olamiz

$$\lg(E_1 / E_2) = (m_2 - m_1) \lg \rho.$$

1856-yilda ingлиз astronomi N.R. Pogsonning (1829-1891) taklifiga asosan va tarixiy an'anaga ko'ra yoritilganliklari yuz marta farq qiladigan yulduzlarning yulduziy kattaliklari ayirmasi beshga tengligi hisobga olinib,  $\lg \rho = 0.4$  deb qabul qilindi va

$$m_2 - m_1 = 2.5 \lg(E_1 / E_2) \quad (1.4)$$

Bu formula **Pogson formulasi** deb ataladi va u ko'rinma yulduziy kattaliklar ayirmasi bilan yulduzlar kuzatish joyida hosil qilgan yoritilganliklar nisbati orasidagi bog'lanishni ifodalaydi. Ikkita yulduz hosil qilayotgan yoritilganliklar 2.512 marta farq qilganda ularning ko'rinma yulduziy kattaliklari bir birlikka farq qiladi. Yulduziy kattaliklar shkalasi yoritilganliklar shkalasiga teskari bo'lib, yulduz

qancha ko'p yoritsa, uning ko'rinma yulduziy kattaligi shuncha kichik (hatto manfiy) son bilan ifodalanadi. Birinchi kattalikdagi yulduz ikkinchi kattalikdagidan 2,512 marta, ikkinchi kattalikdagi yulduz esa, uchinchi kattalikdagidan shuncha marta ko'p yoritadi. Hozirgi zamon astrofotometrik priyomniklari yulduzlar yorug'ligini  $\pm 0,001^m$  yulduziy kattalik aniqligida o'lhashga imkon beradi.

### *1.3. Yulduziy kattaliklari shkalasining hisob boshi*

Yulduziy kattaliklar shkalasi nisbiy shkala bo'lib, uning hisob boshini belgilab olish zarur. Buning uchun yulduzlardan birortasiga ma'lum yulduziy kattalik berish lozim bo'ladi (Masalan, metrik uzunlik sistema xalqaro standart metrga asoslangani singari) va unda boshqa yulduzlarning yorug'ligi ana shu yulduznikiga nisbatan o'lchanishi mumkin bo'ladi. Yoritilganlik nurlanish priyomnik (fotometr) lari yordamida o'lchanadi va uning qiymati nurlanish priyomnigining spektral sezgirligiga bog'liq. Demak, yulduziy kattaliklar shkalasining hisob boshini belgilashda qo'llanilayotgan priyomnik ko'rsatilishi zarur.

Odam ko'zi singari spektral sezgirlikka ega bo'lgan fotometr yordamida o'lchanan yulduziy kattalik **vizual yulduziy kattalik** yoki **vizual kattalik** deb ataladi va  $m_v$  bilan belgilanadi. Vizual kattaliklar shkalasi XX asr boshlarida Garvard observatoriysi (AQSh) astronomlari tomonidan ishlab chiqilgan va unga ko'ra Kichik Ayiqning  $\alpha$ -si (Qutb yulduzi) ning vizual kattaligi  $m_v = +2,12^m$  teng deb qabul qilingan. Ko'plab yulduzlarning yorug'ligi (teleskop obyektivi yuzida ular hosil qilayotgan yoritilganlik  $E$ ) bu yulduz bilan vizual fotometr yordamida solishtirib o'lchanan va o'lhash natijalaridan Pogson (1.4) formulasi asosida yulduziy kattaliklar hisoblangan.

Bu shartga ko'ra ayrim yulduzlarning vizual kattaligi nolga teng, hatto shimoliy osmonning ikkita yorug' yulduzniki manfiy qiymatga ega: Sirius (Katta Itning  $\alpha$ -si) niki  $m_v = -1,58^m$  va Konopus (Kilning  $\alpha$ -si) niki esa  $m_v = -0,86^m$ . Sayyoralarining yorug'ligi ularning Quyosh yoritib turgan qismini bizga ko'rinishiga bog'liq ravishda o'zgarib turadi. Ammo, Yupiter va Veneraning vizual yulduziy kattaligi hamma vaqt manfiy qiymatga ega bo'ladi. Quyoshning vizual kattaligi  $m_v = -26,8^m$ , to'lin Oyniki  $m_v = -12,7^m$  ga teng bo'ladi. Obyektivining diametri 2,5 m teleskopda rasmi olingan eng xira yulduzniki  $m_v = +22^m$  ga yaqin. Bu yulduzning yorug'ligi (u hosil qilayotgan yoritilganlik) nolinchikattalikdagi yulduznikidan milliard marta kam qiymatga ega.

#### **1.4. Astronomik va fizik fotometrik birliklar orasidagi bog'lanishlar**

Yulduziy kattalik nuqtaviy manba (yulduz) ning yaltiroqligini ifodalovchi birlik bo'lib, u priyomnikning nur sezuvchi yuzasiga tushayotgan nurlanish oqimi ( $F$ ) ni yoki yuzanining yoritilganligi ( $E$ ) ni ko'rsatadi. Agar yoritilganlik bir lyuks bo'lsa ( $E=1 lk$ ) unga qanday yulduziy kattalik to'g'ri keladi? XIX asr oxiri XX asr boshlarida bajarilgan aniq o'lchashlar  $E_0=1 lk$  yoritilganlikka  $m_0=-14,18^m \pm 0,05^m$  yulduziy kattalik to'g'ri kelishini ko'rsatdi. Ya'ni, zenitda joylashgan yorug'ligi  $m_0=-14,18^m$ , bo'lgan yulduz Yer yuzida bir lyuks yoritilganlik hosil qiladi. Bunda yulduz nurining bir qismi ( $\approx 23\%$ ) Yer atmosferasida yutiladi. Demak, Yer atmosferasidan tashqarida  $E_0=1 lk$  yoritilganlik hosil qiladigan yulduzning yorug'ligi  $m_0=-13,89^m \pm 0,05^m$  ga teng.

Quyosh Yer yuzini  $10^5 lk$  bilan yoritadi va Yer atmosferasidan tashqarida Quyosh hosil qilayotgan yoritilganlik  $137000 lk$  ga teng. To'la Oyning yoritishi  $0,25 lk$ , ish stoli ustidagi elektr lampaning yoritishi  $20 lk$ ,  $m=0^m$  yulduzning yoritishi  $E = 2,61 \cdot 10^{-6} lk$ . Yorug'lik kuchi  $I$  kandellaga teng xalqaro sham  $1 km$  uzoqlikdan  $0,8^m$  va  $10 km$  uzoqlikdan esa,  $5,8^m$  yorug'likdagi yulduz sifatida ko'rindi. Ya'ni, yoritqich hosil qilayotgan yoritilganlik uning uzoqligiga bog'liq. Yoritilganlikni o'lchashdan topilgan yulduziy kattalik **ko'rinma yulduziy kattalik** deb ataladi.

Yoritqichning yorug'lik kuchini ( $I$ ) topish uchun uning uzoqligini bilishimiz shart. Yulduzlar bizdan har xil uzoqlikda joylashganlar. Yulduzlarni solishtirib o'rganishda ularning yorug'ligini hisoblash yo'li bilan bir xil masofaga keltirish maqsadga muvofiqdir. Shunday masofa sifatida 10 parsek ( $ps$ , bir parsek  $206265$  astronomik birlikka teng) qabul qilingan. Bunday uzoqlikdagi yulduzning yorug'ligi uning **absolut yulduziy kattaligi** deb qabul qilingan, u katta "em" xarfi ( $M$ ) bilan belgilanadi. Agar yulduzning uzoqligi  $r$  parsekka, ko'rinma yulduziy kattaligi  $m$  ga teng bo'lsa, u holda uning absolut kattaligi

$$M = m + 5 - 5 \lg r. \quad (1.5)$$

bo'ladı. Bu yerda  $r = 1/\pi$ ,  $\pi$  – yoritqichning yillik paralaksi ( $\pi$  – burchakiy yoy sekundlarida beriladi). Absolut yulduziy kattalikni yorug'lik kuchi (intensivlik,  $I$ ) orqali ifodalaymiz. (1.1) ga ko'ra  $E = I/r^2$  va undan

$$\lg I = \lg E + 2 \lg r.$$

Bir lyuks yoritilganlik ( $E_0=1 lk$ )ka  $m_0=-13,89''$  ko'rinma yulduziy kattalik to'g'ri keladi. Agar yulduzning uzoqligi  $r=10 ps$  bo'lsa, uning ko'rinma kattaligi absolut yulduziy kattaligiga teng bo'ladi, ya'ni  $m=M$ . Agar yoritilganlik E lyukslarda berilgan bo'lsa, u holda

$$\lg E = 0.4(-13.89 + M) \text{ va } \lg I = 0.4(-13.89 + M) + 2 \lg r.$$

Endi  $r=10 ps$  uzoqlikdagi yulduzning xalqaro shamlarda ifodalangan yorug'lik kuchini hisoblash uchun bunday formulani yoza olamiz  $\lg I = 29.423 - 0.4M$ , yoki ixtiyoriy  $m$  ko'rinma kattalikdagi va  $\pi$  yillik parallaksga ega bo'lgan yulduzning yorug'lik kuchi  $\lg I = 27.423 - 0.4m - 2 \lg \pi$ . Absolut kattaligi  $M=0$  bo'lgan yulduzning yorug'lik kuchi  $I=2,65 \cdot 10^{29}$  kandellaga teng bo'ladi. Quyoshning absolut kattaligi  $M = 4,84''$  ga yorug'lik kuchi esa,  $I=3,07 \cdot 10^{27}$  kandellaga teng.

Yulduzlarning yorug'lik kuchi, odatda, Quyoshning yorug'lik kuchi birliklarida ifodalananadi va u yulduzning **yorqinligi** deb ataladi. Yulduzni o'rab turuvchi sirtdan vaqt birligida chiqayotgan energiya shu yulduzning yorqinligiga teng. Astrofizikada yorqinlik  $L$  harfi bilan belgilanadi va yorqinlik uchun Pogson formulasi (1.4) quyidagi ko'rinishga ega

$$\lg(L/L_\odot) = 0.4(M_\odot - M), \quad (1.6)$$

bu yerda  $L_\odot$  va  $M_\odot$  Quyoshning yorqinligi va absolut kattaligi. Agar Quyoshning yorqinligini  $L_\odot=1$  deb va  $M_\odot = 4,84''$  ekanligini hisobga olsak, u holda,  $M$  absolut kattalikdagi yulduzning yorqinligi  $\lg L = 0.4(4.84 - M)$ . Yoritilganlik bilan yulduziy kattalik orasidagi logarismik bog'lanish (Pogson formulasi) boshqa fizik miqdorlarga (masalan, detsibellarga) nisbatan ham qo'llanishi mumkin. Biroq, yuqorida aytganimizdek, astronomiyada osmon yoritqichi hosil qilayotgan yoritilganlik, uning ravshanligi, yorug'lik oqimi va kuchini belgilashda yulduziy kattaliklar tizimi qo'llaniladi.

### **1.5. Yorug'likning mexanik ekvivalenti**

Astrofizikada ayrim hollarda yoritqichning yorug'ligini yoki undan kelayotgan nurlanish oqimini lyumenlarda emas, balki quvvat birliklarida ifodalashga to'g'ri keladi. Yulduziy kattalikni ko'pincha

ma'lum rangda yoki ma'lum spektral sezgirlikka ega priyomnik yordamida o'Ichashga to'g'ri keladi. Shuning uchun ma'lum rangdagi nurlanish oqimiga mos keladigan quvvatni aniqlashda yorug'likning mexanik ekvivalentini (yorug'lik nurlari oqimi keltirayotgan quvvat) hisobga olishga to'g'ri keladi. Masalan, yashil va sariq ranglardagi ( $\lambda_{eff} = 555 nm$ ) bir lyumen oqimga 0,00147 vatt quvvat to'g'ri keladi. Bu munosabat yorug'likning **mexanik ekvivalenti** deb ataladi va u  $A_0 = 0,00147 \text{ vt/lm}$  bilan belgilanadi. Boshqa rangdagi nurlanish uchun quvvat  $0,00147/k_\lambda$  ifoda yordamida hisoblanadi. Bu erda  $k_\lambda$  – nurlanish priyomnigining spektral sezgirligini belgilaydigan koefitsient. Nurlanish manbaining to'la energiyasi

$$F = 1/A_0 \int k_\lambda F_\lambda d\lambda \text{ vt.}$$

Integrallash chegarasi noldan cheksizgacha. Bu erda  $F_\lambda$  – to'lqin uzunliklarning bir birligi va bir steradian fazoviy burchak ichida yoritqichdan sochilayotgan nurlanishning solishtirma oqimi,  $A_0$  yorug'likning mexanik ekvivalenti. Astrofizikada biror manbadan berilgan fazoviy burchak ichida sochilayotgan to'la energiya bilan birgalikda uning bir qismi, to'lqin uzunliklarining berilgan, masalan  $\lambda_1$  dan  $\lambda_2$  gacha, oraligidagi qismi

$$\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_\lambda d\lambda$$

ham ko'rildi. Masalan, vizual yoki fotografik yulduziy kattaliklar yoritqichning ma'lum spektral oraliqdagi yorug'ligini ko'rsatadi. Optik diapazonda  $F_\lambda$  bir sm yoki bir mikron oraliq uchun hisoblansa, radio diapazonda bir gers chastota oralig'i uchun beriladi. Masalan, osmonning eng kuchli radionurlanish manbai Cas A Yer yuzining bir  $m^2$  yuzasiga  $v = 10^8$  gers chastotada  $F_\lambda = 1,7 \cdot 10^{-22} \text{ vt/m}^2 \cdot \text{gts}$  quvvat bilan tasir ko'rsatadi.

### **1.6. Sirt yorug'ligi (ravshanlik)**

Astrofizik yorug'lik manbalari orasida sirti ko'rindiganlari ham bor. Masalan Quyosh, Oy, sayyoralar, tumjanliklar va hokazo. Bunday manbalarning yorug'ligi yuzaviy yorug'lik (yoki ravshanlik,  $B$ ,

bilan belgilanadi) birliklarida ifodalanadi. Ravshanlik birligi *stilbdır*. Yuzsi  $S$  ga teng yoritqichning shu yuzaga tik yo'nalishda sochayotgan yorug'lik kuchi  $I=B \cdot S$  ga teng. Yuza bilan  $\theta$  burchak hosil qiluvchi yo'nalishda esa  $I(\theta)=B \cdot S \cdot \cos\theta$  ga teng. U holda, bu manb'a  $r$  uzoqlikda hosil qilayotgan yoritilganlik

$$E = B \cdot S \cdot \cos\theta / r^2$$

Agar  $B$  ravshanlik yo'nalish ( $\theta$ ) ga bog'liq bo'lmasa, u holda, bunday sirt **ortotrop sirt** deb ataladi va undan barcha yo'nalishlarda sochilayotgan yorug'lik oqimi bir xil va quyidagicha hisoblanadi:

$$F = \oint_{2\pi} F(\omega) d\omega = \oint_{2\pi} B \cdot S \cdot \cos\theta \cdot d\omega = \pi B \cdot S$$

Ortotrop sirtning yuza birligidan sochilayotgan to'la oqim sirtning yoritishi deb ataladi. Yoritish birligi sifatida bir **lambert** qabul qilingan va u 1  $sm^2$  yuzadan chiqayotgan bir lyumen oqimga teng. Agar yaltiroq bo'lмаган оq sirt  $E$  lyuks yorug'lik bilan yoritilayotgan bo'lsa, uning ravshanligi  $B$  lambertga teng va u 1  $sm^2$  yuzasidan barcha yo'nalishlarda  $\pi B$  lambert yorug'lik sochadi. Sochilayotgan yorug'likni yoritilganlikka nisbati sirtning yorug'lik qaytarish qobiliyatinni, al'bedosi ( $A$ )ni ko'rsatadi.

$$A = (\pi B / E) \cdot 10^4 \text{ lambert/lyuks.}$$

Agar sirt ideal ortotrop sirt bo'lsa,  $A=1$  bo'ladi va  $B=E/(\pi \cdot 10^4)$ . Bu formula ortotrop sirtning ravshanligini belgilaydi. Yoritilganligi bir lyuks ga teng ortotrop sirtning ravshanligi bir apostilb ( $asb$ ) ga teng:  $1 asb = 1/3,14 \cdot 10^4$  stilb. Bir birlik ravshanlik (stilb, sb) ka ega 1  $sm^2$  yuza bir kandella yorug'lik kuchga ega bo'ladi.

Amaliy astrofizikada ravshanlik tomonlari bir yoy sekundiga teng yuzaning (bir yoy sekund kvadrat, yoki  $(1'')^2$ ) yulduziy kattaligi orqali ifodalanadi. Bu birlikdan stilblarga o'tish oson. Agar sirt yorug'ligi  $B$  sb yoki  $B$  fot/cteradian bo'lsa, unga  $10^2 B / (2,06 \cdot 10^5)^2$  lyuks/ $(1'')^2$  sirt yorug'ligi to'g'ri keladi. Shunday qilib  $B$  ravshanlikka mos keladigan yulduziy kattalikni

$$m = -14,18'' - 2,5 \cdot \lg(10^4 B / 4,225 \cdot 10^{10}) \text{ yoki}$$

$$m = 2,39'' - \lg B , \quad (1.7)$$

formula yordamida hisoblash mumkin. Agar  $m=0$  bo'lsa,  $B=9,25$  sb, ya'ni bir burchakiy (yoy) sekund kv yuzadan sochilayotgan va no-

Jinchi yulduziy kattalikka mos kelayotgan sirt yorug'ligi (ravshanlik) 9,25 stilbga teng. Elektr payvandchisi qo'lidagi elektrodlar orasidagi ravshanlik 15000 sb teng. Yer atmosferasidan tashqarida turib qaralganda Quyosh yuzining ravshanligi 150000 sb ga, to'lin Oy yuzining o'rtacha ravshanligi 0,25 sb ga, ko'zga ko'tinadigan gaz tumanliklar (mas. Orion tumanligi) ning o'rtacha sirt yorugligi  $10^{-7}$  sb, Oysiz va bulutsiz tun osmonining ravshanligi  $2 \cdot 10^{-8}$  sb ga teng. (1.7) formulaga  $B=10^{-8}$  sb ni qo'ysak, tungi osmonning bir yoy sekund kv yuzasining yorug'ligini topamiz. U  $m=22,39''$  ( $\text{sek}.\text{kv})^{-1}$  ga teng. Bu qiymat shaharlardan uzoqda, Oysiz va bulutsiz tunda kuzatilayotgan osmonning ravshanligiga to'g'ri keladi. Mauna Keya (Gavay orolida, dengiz sathidan 4200 m balandlikda) observatoriyasida tungi osmonning ravshanligi  $m=23''$  ( $\text{kv}.\text{sek})^{-1}$  ga teng. Agar teleskopning fokal tekisligida yulduz tasvirining yuzi bir yoy sek kv dan katta bo'lsa, u holda, bunday teleskopda yorug'ligi  $m \geq 23''$  bo'lgan yulduzlarni qayd qilib bo'lmaydi. Bunday yulduzlarni qayd qilish uchun yulduz tasvirining yuzi bir yoy sek kv dan kichik bo'lishi shart. Bunday tasvir hosil qilish uchun yuqori sifatli optik tizimga ega bo'lgan katta teleskop, yaxshi atmosfera sharoitiga yoki astroiqlimga ega bo'lgan joyga o'rnatilishi zarur. Bu mavzuga keyinroq, teleskoplarning optik ko'rsatgichlariga o'tganimizda qaytamiz.

## Savollar

1. Yulduzlarning yorugligi qanday birliklarda o'lchanadi va nega?
2. Ko'rinma yulduziy kattalik yulduzning qanday fizik ko'r-satkichini belgilaydi?
3. Yulduziy kattaliklarning hisob boshi nima va u qanday belgilanadi?
4. Absolut yulduziy kattalik nima va u qanday topiladi?
5. Fizik va astrofizik fotometrik birliklar orasidagi bog'lanishlarni aytib bering.
6. Ravshanlik nimani ifodalaydi, uning birligi nima? Ravshanlik bilan ko'rinma yulduziy kattalik orasidagi bog'lanishni yozing.
7. Ko'rinma yulduziy kattaligi  $m \geq 22''$  yulduzlarni teleskopda qayd qilish uchun ular tasvirining yuzasi qanchadan oshmasligi kerak va nega?

## **2. Astrofizikada keng qo'llaniladigan kvant fizikasi tushunchalari**

Uzoq yulduzlar va galaktikalar to'g'risida xabarni bizga ulardan sochilayotgan fotonlar (nurlanish to'lqinlari) olib keladi. Foton bu tinch holatda massaga ega bo'lmanan nurlanish zarrasi va u yorug'lik tezligida tarqaladi va  $h\nu$  energiya keltiradi. Bu erda  $\hbar=6,62 \cdot 10^{-34} \text{ erg}\cdot\text{s}$  – Plank doimisi,  $\nu$  – fotonga mos keladigan chastota. Elementar zarralarning ikki xil (zarra va elektromagnit to'lqin) xususiyatlari fotonda yorqin namoyon bo'ladi. Yorug'likning diffraksiya va interferensiyanishida u o'zining to'lqin xususiyatini namoyish etsa, uni yutilishi natijasida ro'y beradigan fotoeffekt hodisasida esa uning zarra (foton) xususiyati ochiladi.

Fotonning elektromagnit to'lqin xususiyati unga mos keladigan to'lqin uzunlik  $\lambda=c/v$  bilan ifodalanadi. Yoritqichdan kelayotgan nurlanish oqimi bu har xil energiyali, demak, chastota yoki to'lqin uzunlikka ega, fotonlar oqimididan iborat. Demak, foton to'lqin yulug'i (fanda paketi) dan iborat.

Ko'pchilik astrofizik bilimlar osmon yoritqichlarining nurlanishini spektrga yoyish (fotonlarni to'lqin uzunliklari bo'yicha ketma-ket joylashtirish) va tekshirish natijasida olinadi. Osmon yoritqichlarning spektri teleskopga o'rnatilgan spektrograf yordamida olinadi (bu mavzuga biz keyinroq qaytamiz).

Ma'lumki, oq nurni rangli nurlarga ajratish va o'rghanish osmon yoritqichi, Quyosh nurini prizma orqali o'tqazishdan (Isaak N'yuton (1642-1727), 1667) boshlangan. Keyinchalik olingan yuqori ajratilganlikka ega Quyosh spektri qora chiziqlar bilan kesilgan tutash, rangba-rang, spektrdan iborat ekanligini ko'rsatdi. Nemis olimi J.Fraungofer (1787-1826) 1814-yilda bu chiziqlarni ro'yxatga oldi. 1859-yilda nemis olimlari Kirxgof va Bunzen bu qora chiziqlar tabiatini ochib berdilar. Fraungofer chiziqlari (Quyosh spektridagi qora chiziqlar) Quyoshning nisbatan past temperaturadagi atmosfera qatlamlida hosil bo'ladi. Quyoshning ichki qaynoq qatlamlari dan kelayotgan nurlanish uning nisbatan past temperturaga ega atmosfera qatlamlaridagi atomlar va ionlar tomonidan ko'plab marta yutilib-chiqarilgandan so'ng fazoga sochiladi. Shuning uchun, atom va ionlarning yutish chastotalariga mos keladigan chastotalarda in-

tensivlik keskin pasayadi, natijada bu chiziq chastotasidan chetdagi yorug‘ tutash spektr sahnida qora chiziq sifatida ko‘rinadi.

Atmosfera moddasi ma’lum yutish va sochish koeffitsiyenti bilan belgilanadi. Bu koeffitsiyentlar yuza birlikka ega. Yutish koeffitsiyenti katta bo‘lsa atmosfera notiniq bo‘ladi. Chiqarish koeffitsiyenti atmosferaning (muhitning) nurlanish intensivligini belgilaydi. Chiqarish koeffitsienti katta bo‘lsa, muhit kuchli nurlanish sochadi. Nurlanish va yutish koeffitsiyentlari atom o‘tishlar ehtimoli va muhitning temperaturasi bilan belgilanadi va umuman olganda nurlanish chastotasiga bog‘liq.

Astrofizikaning vazifasi osmon yoritqichlari spektriga asoslanib, ularning atmosferasi tarkibi va fizik holatini o‘rganishdan iborat. Bunda astrofizika yoritqich atmosferasida uning nurlanishi tarkibini (spektr) shakllanishini atom protsesslari asosida ochib beradi.

## *2.1. Osmon yoritqichlarining elektromagnit nurlanishi*

Osmon yoritqichlari spektri (kengroq ma’noda elektromagnit nurlanishi) tarkibi yoritqich moddasining fizik holatini o‘zida aks ettiradi. Ayrim yoritqichlar (masalan, tumanliklar) ning spektri emission chiziqlardan tashkil topgan bo‘lsa, boshqalari (masalan, yulduzlar) niki qora chiziqlar bilan kesilgan tutash (uzluksiz) spektr dan iborat bo‘ladi. Osmon yoritqichlari orasida shundaylari ham borki ularning spektri murakkab ko‘rinishga ega. Spektrning bir (yorug‘lik nurlari) qismi qora chiziqlar bilan kesilgan tutash spektr dan iborat bo‘lsa, boshqa qismi (ultrabinafsha va rentgen) xira tutash spektr yuzida ko‘rinadigan emission (yorug‘) chiziqlardan tashkil topgan. Bu bizga osmon yoritqichi har xil fizik sharoitga ega qatlamlar bilan o‘ralganligidan dalolat beradi.

Ko‘pchilik osmon yoritqichlarining (masalan, yulduzlarning) tashqi qatlamlari minglab va millionlab gradus temperaturaga ega. Bunday temperaturadagi qatlamlar keng spektral diapazonida, to‘g‘-rirog‘i elektromagnit to‘lqinlar shkalasining barcha qismlarida tiniq va nurlanish sochadi.

Ma’lumki, qizdirilgan qattiq jismlar va zinch gazlar tutash spektr ga, siyrak gazlar esa har xil rangdagi (chastota, to‘lqin uzunlikdagi) emission chiziqlar ketma-ketligidan iborat spektr ko‘rsatadi. Quyosh va yulduzlarning sirt qatlamlari zinch gaz holatda va shuning uchun ularning spektri tutash spektrdan iborat.

Tutash spektrida intensivlikni taqsimlanishi ham har xil. Ko‘pchilik yulduzlarning tutash spektrida intensivlik asta-sekin o‘zgarib borsa, ayrim yulduzlar spektrining ma’lum qismlarida intensivlikni keskin sakrab o‘zgarishi kuzatiladi.

Hozirgi zamon astrofizikasi elektromagnit to‘lqinlar shkalasining barcha qismlarida (gamma nurlardan tortib to radio to‘lqinlar-gacha) kuzatish-tekshirish ishlari bajarish imkoniyatiga ega. Yer atmosferasi ikkita tiniqlik «darchasi» ga ega: optik (0.29 – 1 mkm) va radio (1 mm dan 20 m gacha) darcha. Bu darchalardan tashqaridagi elektromagnit nurlanish raketalar va Yerning sun’iy yo‘ldoshlariga o‘rnatalgan va Yer atmosferasidan tashqariga chiqarilgan priborlar yordamida tekshiriladi. 1-jadvalda astrofizik tekshirishlar qamrab olgan elektromagnit spektr sohalarga ajratib va nomlanib keltirilgan. Jadvalda sohalarning Yer atmosferasidan o‘tish-o‘tmaslik sharoitlari va ularni qayd qilish usullari ham berilgan.

Osmon yoritqichlarining spektri ular moddasining fizik holatiga va, birinchi navbatda, temperaturasiga bog‘liq bo‘lishi kerak. Spektrning tarkibini temperaturaga bog‘liqligini ko‘rishdan oldin spektrni hosil qiluvchi atom jarayonlar bilan tanishib chiqamiz.

*1-jadval*

### Astrofizikada tekshirishlar olib boriladigan elektromagnik spektr

Spektral sohalar	To‘lqin uzunliklari	Yer atmosferasidan o‘tishi	Tekshirish usullari va teleskoplar	Nurlanish priyonniklari
Gamma nurlar	<0,01 nm	Atmosferaning N, O atomlarida kuchli yutiladi va Yer yuziga yetib kelmaydi	Yer atmosferasidan tashqaridan, Yerning sun’iy yo‘ldoshlari va raketalarga o‘rnatalgan asboblar yordamida, Geyger sanoqchisi	Gamma teleskopga o‘rnatalgan foton sanoqchilar, CCD
Rentgen nurlar	0,01–10 nm	Havoning N <sub>2</sub> , O <sub>2</sub> , O <sub>3</sub> molekulalarida kuchli yutiladi va Yer yuziga yetib kelmaydi	Yer atmosferasidan tashqaridan, Yerning suniy yo‘ldoshlari va raketalarga o‘rnatalgan asboblar yordamida, Chandra nomli rentgen teleskop	Rentgen teleskopga o‘rnatalgan foton sanoqchilar, CCD

Spektral sohalar	To'lqin uzunliklari	Yer atmosferasidan o'tishi	Tekshirish usullari va teleskoplar	Nurlanish priyomniklari
Ultra-binafshanurlar	10–296 nm	Havoning N <sub>2</sub> , O <sub>2</sub> , O <sub>3</sub> molekulalarida kuchli yutilish	Yer atmosferasidan tashqaridan, Yerning suniy yo'ldoshlari va raketalariga o'rnatilgan asboblar yordamida, Quyosh va geliosferik observatoriya (SOHO)	Optik teleskop (OT) ga o'rnatilgan foton sanoqchilar, CCD
	296,5–390 nm	Yer atmosferasi tiniq	Yer yuzidan, eng Katta Teleskop (EKT), Xabil Kosmik Teleskopi (XKT)	OT ga o'rnatilgan foton sanoqchilar, CCD
Yorug'lik nurlari	390 – 760 nm	Yer atmosferasi tiniq, Yer yuziga yetib keladi	Yer yuzidan, OT, EKT va XKT	OT ga o'rnatilgan foton sanoqchilar, CCD, fotorezistrillar
Infracizil nurlar	0,76 – 15 mkm	H <sub>2</sub> O, CO <sub>2</sub> va boshqa molekula tasmalarida yutiladi va kuchsizlanadi	Qisman Yer yuzidan, asosan kosmosdan, Kek teleskopi (Gavay oroli) Spitzer Kosmik Teleskopi (SKT)	OT ga o'rnatilgan bolometr, radiometr, fotorezistrillar, Radiometr
	15 mkm – 1 mm	Molekulalarda kuchli yutilish	Kosmik fazodan, SKT	
Radioto'lqinlar	1 mm dan – 20 m gacha	Yer atmosferasi 1, 4,5, 8 mm va 1 sm dan 20 m gacha to'lqinlarda tiniq	Yer yuzidan, Eng katta zanjir (VLA, N'yu Meksiko, AQSh)	Radioteleskop ga o'rnatilgan radiometr

## **2.2. Nurlanish tarkibi (spektri) ni atom o'tishlar natijasida shakllanishi**

### **2.2.1. Tutash spektrni hosil bo'lishi**

**a). Issiqlik nurlanish.** Yulduzlarni bizga ko'rindigan tashqi qatlamlarining temperaturasi minglab va o'n minglab gradusgacha yetadi. Bunday temperaturada modda gaz holatda bo'ladi, shuning uchun biz gazlarning tutash spektri bilan tanishib chiqamiz. Ma'lumki, nurlanish fotonlari atomlar yoki molekulalarni yuqori energiyali holatdan past energiyali holatlarga o'tishi natijasida sochiladi. Atom yoki molekulani past energiyali holatdan yuqori energiyali holatga o'tishi uchun ular ma'lum energiyaga ega fotonni, yoki ma'lum energiya parchasini, kvantni, yutishi kerak. Atom va molekulalarni kvant yutib (chiqarib) bir energetik holatdan ikkinchi holatga o'tishlari uch xil bo'lishi mumkin: 1) bog'liq holatdan bog'liq holatga (bir energetik sathdan ikkinchi sathga), 2) bog'liq holatdan ozod holatga (ionlanish) va ozod holatdan bog'liq holatga (rekombinatsiya) va 3) ozod holatdan ozod holatga (elektron energiyasini o'zgarishi). Birinchi turdag'i o'tishlar emission (absorbsion) chiziqlarni beradi va har bir o'tish natijasida ma'lum energiya yutiladi (absorbsiya) yoki chiqariladi (emissiya) va bu o'tishlarga qat'iy bir chastota (to'lqin uzunlik) ga mos keladi. Ikkinci va uchinchi turdag'i o'tishlar natijasida, ma'lum, yetarli darajada keng intervaldan chetga chiqmaydigan, ixtiyoriy miqdordagi energiya, demak, chastotalar yoki to'lqin uzunliklarga ega fotonlar sochiladi va bu o'tishlar rekombinatsiya deb ataladi va bunday o'tishlar natijasida, odatda, ion, astrosifizik sharoitlarda atomlar ham, ozod elektronlardan birini qabul qiladi va natijada uning ionlanish darajasi bir pog'onaga pasayadi. Bog'langan holatga o'tgan ozod elektron energiyasi nurlanish sifatida atrofga sochiladi. Elektron energiyasi ixtiyoriy bo'lgani uchun sochilgan energiya ham ixtiyoriy bo'ladi. Bunday o'tishlar natijasida sochilayotgan energiya tutash spektrni hosil qiladi.

Ozod elektronning energiyasi ixtiyoriy bo'ladi va u atom yoki ionlar bilan to'qnashganda (atom yoki ion yaqinidan o'tganda)

uning tezligi ( $v_2 - v_1$ ) ga, demak, energiyasi  $\frac{m_e(v_2^2 - v_1^2)}{2} = hv$

o'zgarishi mumkin. U zarra maydonida tezlashishi yoki sekinlashishi mumkin. Bu energiya foton sifatida sochiladi. Biroq ma'lum temperadagi manbada ozod elektronlarning energiyasi ma'lum oraliqdan chetga chiqmaydi. Elektron sekinlashganda uni energiyasining bir

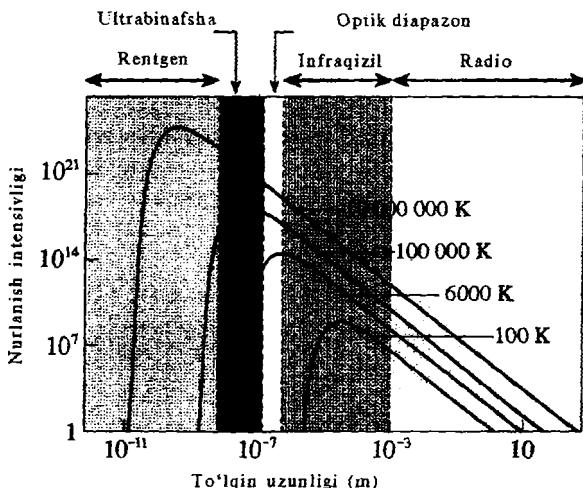
qismi  $\frac{(m_e v_2^2 - m_e v_1^2)}{2} = h\nu$  kvant sifatida sochiladi. Sochilayotgan bunday kvantlar energiyasi ham ixtiyoriy qiymatga ega bo'ladi. Biroq sochilgan energiya ma'lum kenglikdagi oraliqqa (bu oraliqning kengligi manbaning temperaturasiga bog'liq bo'ladi) mos keladi va tutash spektr ko'rinishga ega. Atomlar va elektronlarning to'qnashishi zinch gazlarda tez-tez ro'y berib turadi. Shuning uchun zinch gaz yetarli darajada intensiv tutash spektr ko'rsatadi. Shunday qilib zinch gazlarda atomlar va molekulalarni ozoddan bog'liqqa va elektronlarni ozoddan ozodga o'tishlari natijasida tutash spektr hosil qiladi.

Ma'lumki, qizigan qattiq jismlarning (masalan, elektr lampochkasi simi) va suyuqliklarning spektri ham tutash yoki uzlusiz ko'rinishga ega va u jismni tashkil etgan atomlar hosil qilgan kristalik panjaraning tebranishi va ozod elektronlarni harakati natijasida hosil bo'ladi. Bunday spektrda intensivlik to'lqin uzunlik ( $\lambda$ ) yoki chastota

(v) bo'ylab asta-sekin o'zgarib boradi. Har bir chastotada  $h\nu = \frac{hc}{\lambda}$  erg energiyaga ega kvant sochiladi va ular energiyasi bo'yicha uzlusiz ketma-ketlikni hosil qiladi. To'lqin uzunliklari, odatda, angstemlarda ( $1\text{\AA}=10^{-10} \text{ m}=0,1 \text{ nm}$ ) beriladi. To'lqin uzunligi  $\lambda=1\text{\AA}$  bo'lgan kvantning chastotasi  $v=3 \cdot 10^{18} \text{ gers (gts)}$  ga va energiyasi  $10^4$  elektronvolt ( $eV$ ) ga teng. Optik diapazon to'lqin uzunliklari bo'yicha  $\lambda=390 \text{ nm}$  dan  $\lambda=760 \text{ nm}$  gacha bo'lgan oraliqni ishg'ol etadi. Bu dipazonga chastota bo'yicha  $v=7,6 \cdot 10^{14} \text{ gts}$  dan  $v=3,9 \cdot 10^{14} \text{ gts}$  gacha va energiya bo'yicha esa  $3 \text{ eV}$  dan  $1,6 \text{ eV}$  gacha oraliq to'g'ri keladi. Binafsha nurlar  $390\text{--}450 \text{ nm}$ , ko'k nurlar  $450\text{--}480 \text{ nm}$ , havorang —  $480\text{--}510 \text{ nm}$ , yashil —  $510\text{--}570 \text{ nm}$ , sariq —  $570\text{--}585 \text{ nm}$ , to'q sariq yoki zarg'oldoq —  $585\text{--}620 \text{ nm}$  va qizil —  $620\text{--}760 \text{ nm}$  to'lqin uzunliklari oraliqlarida joylashadi.

**b). Spektrda intinsivlikni taqsimlanishining temperaturaga bog'liqligi.** Temperatura past bo'lganda spektrda asosan qizil nurlar kuzatiladi va temperatura oshgan sari spektrni tarkibi o'zgara boshlaydi. Qizil nurlar yonida sariq nurlar, ular yonida yashil, keyin esa, ko'k

va havorang nurlar ham ko‘rinaboshlaydilar. Bu jarayonda qizil, sariq, yashil va hokazo nurlarning intensivligi ham ortib boradi (1.4-rasmga qarang).



**1.4-rasm.** Har xil temperaturadagi absolut qora jismning spektrida intensivlikning taqsimlanishi

Bunday spektr **issiqlik nurlanish spektri** deb ataladi va yuqorida ko‘rilgan atom o‘tishlar natijasida hosil bo‘ladi. Issiqlik nurlanish spektrida energiyani to‘lqin uzunliklar bo‘yicha taqsimlanishi manbaning temperaturasiga bog‘liq va absolut qora jism uchun u Plank formulasi (1.8) bilan tasvirlanadi. Issiqlik nurlanishni tezliklari Maksvel taqsimoti bilan tasvirlanadigan elektronlar va atomlar chiqaradi.

Tutash spektrni tushuntirishda **absolut qora jism (AQJ)** deb ataladigan ideallashtirilgan, manba kiritildi. Tabiatda bunday jism yo‘q. Biroq u ichi termodinamik muvozanatda bo‘lgan nurlanish bilan to‘ldirilgan va issiqlik o‘tkazmaydigan devorlar bilan o‘ralgan idish sifatida tasvirlanadi. Idish atrof-muhit bilan issiqlik almashinmaydi, uning kichkina teshigidan chiqayotgan nurlanish AQJ nurlanishi deb sanaladi. Nemis olimi G. Kirxgof bu idishning ichida nurlanishning yutilish koeffitsientini chiqarilish koeffitsientiga nisbati faqat temperatura va chastotaga bog‘liqligini kashf etdi. Absolut qora jism spektrida intensivlikni spektr bo‘yicha taqsimlanish qonunini M. Plank

(1858-1947) kashf etgan. Absolut qora jism ichida bir  $gts$  chastota oralig‘iga to‘g‘ri keladigan nurlanish energiyasi zichligi faqat chastotaga va temperaturaga bog‘liq. Absolut qora jismning yuza birligidan unga tik yo‘nalishda bir steradian fazoviy burchak ichida bir chastota birligi oralig‘ida sochilayotgan nurlanishning quvvati

$$I(v, T) = \frac{2hv^3}{c^2} \frac{1}{\exp(hv/kT) - 1} \cdot \frac{Vt}{m^2 \cdot Gts \cdot sp}. \quad (1.8)$$

Bu formula  $T$  temperaturadagi absolut qora jism spektrida chastota ( $v$ ) bo‘yicha quvvatni taqsimlanishini ifodalaydi.  $h=6,62 \cdot 10^{-27}$  erg·s – Plank,  $k=1,38 \cdot 10^{-16}$  erg/grad – Bol’tsman doimiyleri,  $c$  – yorug‘lik tezligi,  $\exp$  – eksponensial funksiya, natural logarifm asosi. Past chastotalarda ( $hv \ll kT$ ) yuqoridagi Plank formulasi Reley-Jins formulasi bilan almashtirilish mumkin

$$I(v, T) = \frac{2kT}{c^2} v^2. \quad (1.9)$$

Energiyaning maksimumi  $\lambda_{max} = 29 \cdot 10^6 / T \text{ \AA}$ , yoki  $\lambda_{max} = 0,29/T \text{ sm}$  to‘lqin uzunlikka to‘g‘ri keladi. Temperatura ortgan sari  $\lambda_{max}$  kamaya boradi. Million gradusda energiya maksimumi rentgen nurlarga to‘g‘ri kelsa, ming gradusda uzunligi bir  $mkm$  bo‘lgan to‘lqinlarga mos keladi.

Agar (1.8) ni barcha chastotalar bo‘yicha, ya’ni 0 dan cheksizgacha integrallasak AQJ dan barcha chastotalarda sochilayotgan yig‘indi, yoki to‘la energiyani topamiz, u teperaturaning to‘rtinchidarajasiga proporsional:

$$\varepsilon(T) = \pi I = \int I(v, T) dv = \sigma T^4. \quad (1.10)$$

Bu (1.10) qonun Stefan-Bol’tsman qonuni deb ataladi, proporsiallik koeffitsiyenti  $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-5}$  erg/sm<sup>2</sup>·s·grad<sup>4</sup> – Stefan-Bol’sman doimiysi deb ataladi.

**c). Noissiqlik nurlanish.** Biz yuqorida ko‘rganimizdek, ozod elektronni atomlar yoki ionlar bilan yaqinlashishi natijasida sekinlashishi tutash spektrda nurlanish sochilishiga sabab bo‘ladi. Ozod elektronni sekinlashishi elektr va magnit maydonlarda ham ro‘y beradi. Bunday jarayonlar natijasida ham tutash spektrga ega nurlanish sochiladi va u **noissiqlik nurlanishi** deb ataladi.

Quyoshning radionurlanishi quvvati uning optik diapazondagi nurlanishini radio diapazongacha ekstropolyatsiya qilish (cho'zish) natijasida topilgan yoki, Reley – Jins formulasi bo'yicha hisoblangan nurlanish quvvatidan million marta kuchlidir. Bu quvvatli radio-nurlanish Quyoshning toj qatlamlarida hosil bo'ladi va bu qatlamlarning temperaturasi million gradusga teng. Bu radionurlanish ham issiqlik tabiatga ega, chunki uni ham tezliklari, ular juda katta bo'lsada, Maksvell taqsimoti bilan tasvirlash mumkin bo'lgan elektronlar chiqaradi va spektrda energiyani taqsimlanishi Reley–Jins formulasi (1.9) bilan tasvirlanishi mumkin.

Tojda temperaturasi millionlab ( $10^7 K$ ) gradusga teng va chastotasi o'zgarib boruvchi radionurlanish ham kuzatiladi. Bu nurlanishda energiyaning taqsimlanishi bu chastotalar uchun hisoblangan Reley – Jins taqsimoti (1.9) dan farq qiladi. Chaqnash tarzda ro'y

beradigan bu radionurlanish bosh chastotada ( $v_1 = \frac{eH}{2\pi m_e c}$ ) hamda

bir necha,  $v_2 = 2v_1$ ,  $v_3 = 3v_1$  va boshqalar, girochastotalarda kuzatiladi. Bu tutash radionurlanishni magnit kuch chiziqlariga tirmashib tez harakatlanayotgan elektronlar chiqaradi, chunki unda energiyani taqsimlanishi shunday tezliklarga mos keladi. Relativistik (tezligi yorug'lik tezligiga yaqin) elektron ion maydonida yoki atrof-muhit magnit maydonida tormozlanganda ana shunday spektrga ega nurlanish chiqarishi mumkin. Bunday nurlanish **noissiqlik tabiatga** ega va u elektronni ion elektr maydonida yoki atrof-muhit magnit maydonida tormozlanishi natijasida hosil bo'ladi. Agar elektron tezligi yorug'lik tezligidan ancha past bo'lsa, hosil bo'lgan nurlanish **siklotron**, agar elektron tezligi yorug'lik tezligiga yaqin bo'lsa, tormozlanish natijasida hosil bo'lgan nurlanish **sinxrotron nurlanish** deb ataladi. Bunday nurlanishlar birinchi bor tezlatgichlarda (siklotronlarda) kuzatilgan va ularga shunday nomlar berilgan. Darhaqiqat,  $E$  energiyaga ega elektron kuchlanganligi  $H$  magnit maydon kuch chiziqlariga tik yo'nalishda harakat qilayotgan bo'lsa, u kuch chizig'i atrofida  $m_e c^2/E$  chastota bilan aylana boshlaydi va maksimumi  $v=5 \cdot HE^2 Mgs$  ga teng keng chastotalar oraliq'ida radionurlanish sochadi.

Noissiqlik tabiatga ega tutash spektrli nurlanishning yana bir turi bu elektromagnit to'lqinlarni relativistik elektronlarda komptoncha

sochilishidir. Bu nurlanish intensivligini chastota bo'yicha pasayishi  $I \approx v^{-(\gamma-1)/2}$ , aynan sinxrotron nurlanishni singaridir.

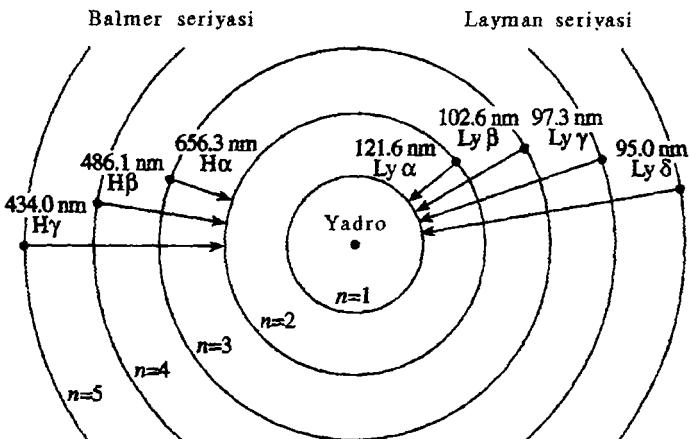
**2.2.2. Chiziqli spektrni hosil bo'lishi va intensivligi.** Siyrak gazlarda chiziqli spektr kuzatiladi. Quyosh atmosferasida zichlik  $10^{-8} \text{ g/sm}^3$  atrofida va gaz tumanliklarda bundan ham kichik. Bunday sharoitlarda atom to'qnashishlari juda kam ro'y beradi. Agar atom nurlanish yutish natijasida asosiy holatdan uyg'ongan holatga yoki past energiyali uyg'ongan holatdagi yuqori energiyali uyg'ongan holatlarga o'tgan bo'lsa bunda u nurlanish yutgan. Atom uyg'ongan holatlarda uzoq (bir necha nanosekundan ko'p) turaolmaydi, u past energiyali holatga qaytadi va energiya chiqaradi. Qaynoq va siyrak yoki yuqori temperaturali nurlanish bilan yoritilgan gazda atomlar energetik holatlar orasida muntazam «raqs»da bo'ladilar va natijada gaz nurlanish sochadi.

Spektral chiziqlar birinchi turdag'i, bog'liq holatdan bog'liq holatga o'tishlar natijasida hosil bo'ladi. Quyosh va yulduzlar atmosferasi asoasan vodorod (72%) va geliy (27%) atomlaridan tashkil topgan. Atmosferasida temperatura 10 ming gradus bo'lgan yulduzlarning spektrida vodorod atomi chiziqlari eng intensiv bo'ladi. Shu tufayli va spektri sodda bo'lganligi uchun chiziqlarni hosil bo'lish nazariyasini vodorod atomi misolida ko'rib chiqaylik.

**a). Vodorod atomi spektral chiziqlari seriyalari.** Vodorod atomida elektron ko'plab orbitalarning birortasida bo'lishi va unga mos ravishda vodorod atomi ma'lum energiyaga ega bo'lishi yoki ma'lum energetik holatni (sathni) egallashi mumkin. Energetik sathga mos keladigan energiya  $W_n$  bosh kvant soni  $n=1, 2, 3, \dots$  orqali quyidagi formula yordamida hisoblanadi

$$W_n = -\frac{13,5}{n^2} \text{ eV}.$$

Atom boshqa zarra yoki yetarli katta energiyali kvant bilan to'qnashganda u uyg'ongan holatga o'tishi yoki ionlanishi mumkin. Bunda elektron yuqori energiyali orbitaga o'tadi. Elektron yadroga eng yaqin orbitada bo'lganda atom eng kam energiyali holatda bo'ladi. Elektron orbitalari har xil, aylana, har xil ekssentristli ellipslar, bo'lishi mumkin. Ularda bo'lgan elektronlarga, demak, atomga turilcha energiya mos keladi. Shuning uchun, atom har xil energiyali sathlarga yoki energetik sathlarga ega bo'ladi deyiladi (1.5-rasmga qarang).



**1.5-rasm.** Vodorod atomi energetik sathlarining joylashish sxemasi va atom o'tishlar.

Elektron  $n=1$  sathdan  $n$ -chi sathga o'tishi uchun zarur energiya,  $\varepsilon_{in} = W_1 - W_n$ , uning uyg'onish potentsiali va ozod holatga o'tishi uchun zarur bo'lgan energiya  $\varepsilon_{ix} = \chi_1$  esa, ionlanish potentsiali deb ataladi. Vodorod atomining ikkinchi sathining uyg'onish potentsiali  $\varepsilon_{i2} = 10,12 \text{ eV}$ ga va birinchi holatdan ionlanish potentsiali  $\chi_1 = 13,5 \text{ eV}$ ga teng.

Atomni uyg'ongan holat ( $k$ ) da bo'lish vaqtি  $t_k \approx 8,4 \cdot 10^{-11} \cdot k^5 \text{ sek}$  ga teng, ya'ni juda qisqa bo'ladi. Masalan,  $k=2$  bo'lsa,  $t_2 = 2,7 \cdot 10^{-9} \text{ sek}$  bo'ladi va atom ikkinchi holatdan sakrab birinchi holatga o'tib oladi. Bunda to'lqin uzunligi  $\lambda = 121,6 \text{ nm}$  ga teng kvant chiqadi. Ixtiyoriy yuqori sathlar ( $k$ ) dan pastki sathlar ( $n$ ) ga o'tishlar natijasida sochiladigan kvantlarning to'lqin uzunliklari

$$\frac{1}{\lambda_{nk}} = \frac{1}{912} \cdot \left( \frac{1}{n^2} - \frac{1}{k^2} \right) \frac{1}{\text{\AA}} \quad (1.11)$$

formula (Balmer formulasi) yordamida hisoblanadi ( $n=1, 2, \dots$  va  $k=2, 3, \dots, n < k$ ). Ko'plab bunday kvantlar spektral chiziqlini hosil qiladi. Barcha yuqori sathlardan berilgan sathga o'tishlar natijasida emission chiziqlar ketma-ketligi (seriyasi, multipleti) hosil bo'ladi. Vodorod atomi uchun  $n=1$  bo'lganda bosh, yoki Layman ( $L_\alpha, L_\beta, \dots$ ) seriyasi hosil bo'ladi (1.5-rasmni o'ng tomoni). Bu chiziqlar spektr-

ning ultrabinafsha qismida joylashadilar. Ularning to‘lqin uzunliklari  $\lambda=121,6 \text{ nm}$  ( $L_\alpha$ ) ,  $\lambda=102,5 \text{ nm}$  ( $L_\beta$ ) va hokazo. Layman seriyasi ning chegarasi  $\lambda_s=91,2 \text{ nm}$  ga to‘g‘ri keladi. Chegara ortida, ya’ni undan qisqa to‘lqinlar tomonda sochilayotgan kvantlar Layman kontinuumini hosil qiladi va u tutash spektrdan iborat.

Agar  $n=2$  bo‘lsa, Balmer seriyasi hosil bo‘ladi. Bu seriya chiziqlari yorug‘lik nurlariga to‘g‘ri keladi va ularning to‘lqin uzunliklari  $\lambda=656,3 \text{ nm}$  ( $H_\alpha$ ),  $\lambda=486,1 \text{ nm}$  ( $H_\beta$ ) va hokazo (1.5-rasmni chap tomoni). Balmer seriyasi chegarasi  $\lambda_s=364,6 \text{ nm}$  ga to‘g‘ri keladi va chegara orqasida tutash spektrga ega kontinuum joylashadi. Balmer kontinuumi ozod elektronni  $n=2$  ga mos keladigan sathga tushishi, yoki atomni shu sathdan ionlanishi natijasida hosil bo‘ladi. Agar  $n=3$  bo‘lsa, Pashen seriyasini beradi va bu seriya chiziqlari spektrning infraqizil qismida joylashadilar.

Quyosh atmosferasining yuqori, nisbatan past temperaturadagi qatlamlarida atom (masalan vodorod atomi) ichki qaynoq qatlamlaridan kelayotgan tutash spektrga ega nurlanishni yutadi va pastki energetik holatdan yuqori holatga o‘tadi. Bunday ko‘plab o‘tishlar natijasida tutash spektr yuzida qora (yutilish) chiziqlar hosil bo‘ladi. Bu chiziqlar to‘lqin uzunliklari bo‘yicha emission chiziqlarnikiday Layman, Balmer, Pashen seriyalarini hosil qiladi.

**b). O‘tish ehtimoli va atomlarni uyg‘ongan holatlar bo‘yicha taqsimlanishi.** Spektral chiziqning intensivligi uni hosil qilgan atomni bir energetik holatdan ikkinchi holatga o‘tish ehtimoliga va bunday o‘tishlarni bergan atomlarning soniga bog‘liq. Atomni bir bog‘liq holatdan ikkinchi bog‘liq holatga o‘tish ehtimoli uni boshlang‘ich holatda bo‘lish vaqtiga teskari miqdor bilan xarakterlanadi. Elektronni bir sekundda yuqori ( $k$ ) energetik sathidan pastki ( $n$ ) sathga boshqa ta’sirsiz, o‘z-o‘zicha (spontan), o‘tish ehtimolini  $A_{kp}$  bilan belgilaylik. Vodorod atomi uchun birinchi holatdan ikkinchiga o‘tish ehtimoli  $A_{21}=4,7\cdot10^8 \text{ s}^{-1}$ , birdan uchga  $A_{31}=5,5\cdot10^7 \text{ s}^{-1}$ , ikkidan uchga  $A_{32}=4,4\cdot10^7 \text{ s}^{-1}$ ,  $A_{42}=8,2\cdot10^6 \text{ s}^{-1}$  va hokazo.  $k>>1$  bo‘lganda  $k$ -nchi sathdan birinchiga o‘tish ehtimoli

$$A_{kl} = \frac{1,2\cdot10^{10}}{k^5} \text{ s}^{-1} \text{ va } A_{kk-1} = \frac{6\cdot10^9}{k^5} \text{ s}^{-1} \quad (1.12)$$

formulalar yordamida hisoblanishi mumkin. Atomning uyg‘ongan  $k$ -nchi holatda bo‘lishi vaqt

$$t_k = \frac{1}{\sum A_{kn}}, \quad s \quad (1.13)$$

ga teng, ya'ni  $k$ -nchi sathdan boshqa barcha ( $k=1$  dan boshlab) sath-larga o'tish ehtimollari yig'indisiga teskari proporsional miqdordir. Vodorod atomi uchun elektronni  $n=2$  sathda bo'lish vaqtini

$$t_2 = \frac{1}{A_{21}} = 2 \cdot 10^{-9}, \text{ sek}, \quad n=3 \text{ sathda bo'lish vaqtini esa } t_3 = (A_{31} + A_{32})^{-1} = \\ = 10^{-8} \text{ sek.}$$

Ehtimoli juda kichik bo'lgan o'tish taqiqlangan o'tish deb ataladi. Shundaylardan biri vodorodning asosiy energetik sathi ( $n=1$ ) da joylashgan. Bu sath bir-biriga juda yaqin ikkita sathga bo'linadi. Ulardan biri atom o'zagi spini bilan elektron spinini bir xil yo'nalgan holiga to'g'ri kelsa, ikkinchisi ular qarama - qarshi yo'nalgan holiga to'g'ri keladi. Vodorod atomini bu holatlarning biridan ikkinchisiga o'tish ehtimoli  $A_{10}=2,85 \cdot 10^{15} \text{ s}^{-1}$  ga teng. Bunday o'tishlar natijasida atom  $h\nu$  energiya chiqaradi ( $\nu=1420,4 \text{ Mgs}$  yoki  $\lambda=21,11 \text{ sm}$ ). Bu ta'qilangan chiziq radiodiapazonga to'g'ri keladi.

Kosmik sharoitlarda ko'pgina taqiqlangan chiziqlar kuzatiladi. Nega bu chiziqlar labaratoriya sharoitida kuzatilmaydi? Taqiqlangan chiziqlarni beradigan sath **metastabil sath** deb ataladi. Atom metastabil holatda uzoq vaqt ( $10^{15} \text{ s}$ ) bo'lishi mumkin. Atom bunday holatdan ikki xil yo'l bilan chiqishi mumkin: 1) atom shu sathdan ketish uchun yetarli energiyadagi kvantni yutadi yoki, u boshqa zarra (elektron) bilan to'qnashganida zarra o'z energiyasining bir qismmini unga beradi. Bunday to'qnashuv **birinchi tur** to'qnashuv deb ataladi; 2) uyg'ongan atom biror zarra (elektron) bilan to'qnashganda, u o'z energiyasidan ajralib qolishi mumkin, bunda atom pastki, kam energiyali holatga o'tadi, biroq nurlanish kvanti chiqarmaydi, uning uyg'otish energiyasini zarra olib ketadi. Bunday to'qnashuvlar **ikkinchi tur** to'qnashuvlar deb ataladi.

Taqiqlangan chiziqlarda kvantlar shunday muhitda sochiladiki ularning zichligi metastabil holatni uyg'otish uchun yetarli, biroq ikkinchi tur to'qnashuvlar orasidagi vaqt atomni metastabil holatda bo'lishi vaqtidan katta bo'lganda taqiqlangan chiziqlar hosil bo'lishi mumkin. To'qnashishlar chastotasi muhitning zichligiga bog'liq. Zichlik katta bo'lsa to'qnashishlar tez-tez ro'y berib turadi, kichik

bo'lsa, aksincha, atom to'qnashishlar kam uchraydi. Moddaning bunday past zichlikka ( $N < 10^{-6} \text{ sm}^{-3}$ ) ega holati yulduzlararo muhitda, siyrak gaz tumanliklarida va Quyosh tojida kuzatiladi. Laboratoriya sharoitida zichlik shu darajada yuqoriki metastabil sathni uyg'otish jarayonlarini ikkinchi tur to'qnashuvlar yo'qqa chiqaradi.

Bitta atom o'tishi natijasida ajralib chiqqan yoki yutilgan kvantning energiyasi kichik (yorug'lik nurlarida  $2\text{-}3 \text{ eV}$ ,  $10^{-12} \text{ erg}$ ) bo'ladi, o'tish ehtimoli katta bo'lsada chiqarilgan yoki yutilgan bu energiya spektrda intensivlik ( $\text{erg}/(\text{s}\cdot\text{sm}^2\cdot\text{gts}\cdot\text{sr})$ ) ni sezilarli darajada o'zgarishini (spektral chiziq) hosil qilolmaydi. Spektral chiziq o'chaydigan darajada intensivlikka ega bo'lishi uchun, chiziq chastotasida minglab kvantlar hosil bo'layotgan bo'lishi kerak. Buning uchun esa, ko'riliyotgan atom o'tishi boshlanadigan uyg'ongan sathdagi atomlar soni yuzlab ming bo'lishi kerak. Atomlarni uyg'ongan sathlar bo'yicha taqsimlanishini statistik fizika o'rganadi.

**c). Bolsman formulasi.** Atomni uyg'ongan ( $B$ ) holatdan asosiy holatga ( $A$ ) o'tish jarayonini  $B \rightleftharpoons A$  deb belgilaylik u holda bunday o'tishga mos keladigan kvantni yutib atom asosiy holatdan ( $A$ ) uyg'ongan holat ( $B$ ) ga o'tadi. Bunday jarayonlarni  $A \rightleftharpoons B$  deb belgilaymiz. Statsionar yulduz atmosferasi sharoitida  $B \rightleftharpoons A$  soni  $A \rightleftharpoons B$  lar soniga teng bo'ladi. Bunday sharoit dinamik teng vaznli deb ataladi va hajm birligida  $i$ -nchi holatdagi atomlar soni ( $n_i$ ) asosiy holatdagi atomlar soni ( $n_1$ ) ga nisbati Bolsman formulasi yordamida ifodalanadi.

$$\frac{n_i}{n_1} = \frac{g_i}{g_1} \exp\left(-\frac{\varepsilon_i - \varepsilon_1}{kT_e}\right), \quad (1.14)$$

bu yerda  $g$  — sathning statistik vazni;  $\varepsilon$  — uyg'onish potensiali;  $k$  — Bolsman doimiysi;  $T_e$  — uyg'onish temperaturasi. Vodorod atomining ikkinchi sathi uchun

$$n_2 / n_1 = 4 \cdot \exp(-117900/T_e).$$

Quyosh atmosferasida  $T=5700 \text{ K}$ , u holda,  $n_2=4,2 \cdot 10^{-9} \text{ n}$ , ya'ni vodorodning barcha atomlari, amalda, birinchi energetik holatda bo'ladi.

**d) Saxa formulasi.** Yuqoridagidek  $A$  va  $B$  orqali atomning neytral va ionlangan holatlarini belgilaylik. Statsionar yulduzda  $A \rightleftharpoons B$  o'tish jarayonlari soni teskari  $B \rightleftharpoons A$  o'tishlar soniga teng bo'ladi. Ya'ni vaqt birligi ichida hajm birligida ro'y berayotgan ionlashish jarayonlar soni rekombinatsiyalar soniga teng. Bu shartga asoslanib statistik

fizikada Saxa formulasi chiqariladi. Agar hajm birligida ionlar soni  $n^+$  bo'lsa vodorod atomlari uchun

$$n_e \frac{n^+}{n_1} = 2.14 \cdot 10^{15} T^{3/2} \exp(-157200/T_i), \quad (1.15)$$

bu yerda  $n_e$  va  $n_1$  hajm birligida elektronlar va neytral atomlar soni;  $T_i$  – ionizatsiya temperaturasi. Agar gaz faqat vodoroddan iborat bo'lsa  $n_e = n^+$ ,  $n_H + n^- = n$  hajm birligida ionlar va atomlar soni. Agar gazning ionlanish darajasini  $x = n^+/n$  bilan belgilasak, u holda,

$$\frac{x^2}{x-1} = \frac{2.24 \cdot 10^{15}}{n} T^{3/2} \exp(-157200/T_i). \quad (1.16)$$

Quyosh atmosferasining pastki qatlamlarida  $T=5700^\circ K$  va  $n=10^{16} sm^{-3}$ , u holda,  $n^+=0,0004 \cdot n$ , ya'ni vodorod deyarli ionlanmagan. Biroq atmosferaning yuqori qatlamlarida  $T=10000^\circ K$ ,  $n=10^{12} sm^{-3}$  va  $n^+=0,2 \cdot n$  ya'ni 20% vodorod atomlari ionlangan.

**e). Spektral chiziqlarning kengligi va siljishi.** Agar nurlanish manbai yoki kuzatuvchi kuzatish chizigi (nuri) bo'yicha  $V$  tezlik bilan harakat qilayotgan bo'lsa, u holda, kuzatuvchi manba so-chayotgan  $\lambda_0$  to'lqin uzunlikdagi nurlarni  $\lambda$  uzunlikda qayd qiladi. To'lqin uzunligini o'zgarishi  $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$  harakat tezligiga bog'liq,  $\Delta\lambda/\lambda_0 = V/c$  va bu hodisa Doppler-Fizo effekti deb atladi.

Spektral chiziqning tabiiy kengligi uni hosil qilgan energetik sathlarning kengligi ( $\Delta E$ ) ga va atomni shu sathda bo'lish vaqtiga ( $\Delta t$ ) ga bog'liq. Geyzenberg noaniqligiga asosan

$$\Delta E \Delta t \geq h, \text{ bu yerda } h = \text{Plank doimiysi.}$$

$$\Delta E = d(h\nu) = \frac{hc}{\lambda_0^2} d\lambda, \text{ yuqoridagi tengsizlikka qo'ysak. } \Delta\lambda = \lambda_0^2/c \cdot \Delta t.$$

Agar  $\Delta t = 10^{-8} sek$  ekanligi hisobga olinsa, u holda, vodorod atomi  $H_a$  chizig'ining tabiiy kengligi  $\Delta\lambda = 0.00001 nm$ . Bu juda kichik miqdor. Biroq vodorod spektral chiziqlarining kuzatishlardan topilgan kengliklari tabiiy kenglikdan yuzlab, hatto minglab marta katta bo'ladi.

**j) Chiziqning lorenscha profili.** Spektral chiziqnini kengaytiradigan bir necha effekt mavjud. Shulardan biri atomlarni o'zarot qashishlaridir. Moddaning zichligi yuqori bo'lsa, atomlar birlari bilan tez-tez to'qnashib turadilar. Agar bunday to'qnashish atom bir holatdan ikkinchi holatga o'tayotgan paytda ro'y bersa,

chiqarilayotgan yoki yutilayotgan energiya to‘qnashish bo‘lmagan paytdagi shunday o‘tish energiyasidan biroz ko‘proq yoki kamroq bo‘lishi mumkin. Atomlarni uyg‘ongan holatda bo‘lish vaqtłari to‘qnashuvlar orasidagi vaqt bilan belgilanadi. Ya’ni  $\Delta t = \Delta t_{\omega q}$  va chiziqning kengligi endi quyidagi formula bilan hisoblanadi.

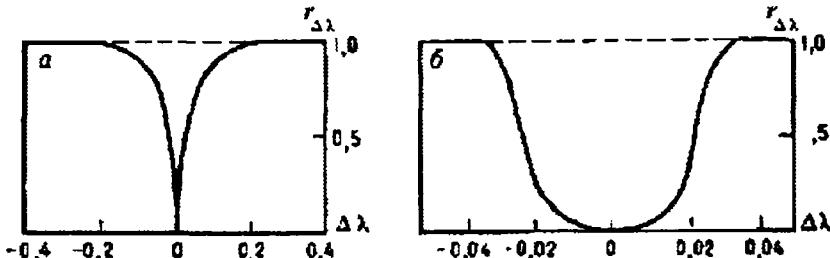
$$d\lambda = \frac{\lambda_0^2}{c \cdot \Delta t_{\omega q}}, \text{ u holda, chiziq ichida intensivlikni o‘zgarishi,}$$

yoki chiziqning profili quyidagi funksiya ko‘rinishida bo‘ladi,

$$I_\lambda \approx \frac{1}{(\lambda - \lambda_0)^2} \quad (1.17)$$

bu yerda  $\lambda$  – to‘qnashish paytida,  $\lambda_0$  – to‘qnashish bo‘lmagan paytda chiqarilgan (yutilgan) kvant to‘lqin uzunliklari,  $\lambda = \lambda - \lambda_0$  kvant to‘lqin uzunligini to‘qnashishlar natijasida o‘zgarishi. Spektral chiziq to‘qnashuvlar natijasida kengayadi va bu kengayish yuqorida keltirilgan Lorens formulasi (1.17) yordamida ifodalanadi.

**g). Chiziqni dopplercha profili.** Agar nurlanish manbai, ya’ni atom, kuzatish chizig‘i bo‘yicha  $v_r$  tezlik bilan harakat qilsa, u holda, kuzatuvchi manba sochayotgan  $\lambda_0$  to‘lqin uzunlikdagi nurni  $\lambda$  uzunlikda qabul qiladi. To‘lqin uzunligini o‘zgarishi  $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0 = v_r \cdot \lambda_0 / c$  harakat tezligi ( $v_r$ ) ga bog‘liq va u **Doppler effekti** deb ataladi. Bu yerda  $c$  – yorug‘lik tezligi. Agar  $\Delta\lambda > 0$  bo‘lsa,  $\lambda > \lambda_0$ , bo‘ladi, ya’ni harakatlanayotgan manba chizig‘ining to‘lqin uzunligi qo‘zgalmas manbanikidan katta, demak, u spektrning qizil qismi tomon siljigan bo‘ladi (**qizilga siljish**). Bu hol manba kuzatuvchidan uzoqlashayotganda ro‘y beradi va  $v_r > 0$ . Agar  $\Delta\lambda < 0$  bo‘lsa, manba kuzatuvchiga



**1.6-rasm.** Spektral chiziq profili: absissa o‘qi bo‘ylab chiziq markazidan masofa, ordinate – nisbiy intensivlik. a) lorentscha, b) dopplercha.

yaqinlashayotgan va  $v_r < 0$  bo'ladi. Agar  $v_r = 10 \text{ km/s}$  bolsa, u holda, vodorodni  $H_\alpha$  chizig'inining qizil tomonga siljishi  $\Delta\lambda = 0,022 \text{ nm}$  ga teng bo'ladi. Bunday siljish miqdori to'lqin uzunligi ( $656,3 \text{ nm}$ ) bilan solishtirganda kichik miqdor, biroq chiziqning kengligi ( $0,2 \text{ nm}$ ) bilan solishtirganda yetarli darajada katta miqdordir.

Chiziqni hosil qilayotgan atomlar har xil tezliklar bilan betartib harakat qiladilar. Atomlarni bunday issiqlik harakat tezliklari taqsimoti Maksvell formulasi yordamida ifodalanadi. Betartib harakatdagi atomlarning asosiy qismini tezligi  $-V^* < V < V^*$  oraliqda bo'ladi.

$$V_* = \sqrt{\frac{2kT}{m}}.$$

$V$  tezlikdagi atom chiqarayotgan kvantning to'lqin uzunligi  $qo'zg'almas$  atom chiqarayotgan kvantnikiga nisbatan  $\Delta\lambda = V\lambda/c$  ga siljigan bo'ladi. Natijada harakatdagi minglab atomlar chiqarayotgan kvantlar hosil qilgan spektral chiziq kengayadi. Bunday kengayish Doppler effekti tasirida yoki **dopplercha kengayish** deb ataladi. Tezliklari  $\pm V^*$  oraliqda joylashgan atomlar hosil qilgan chiziqning dopplercha kengayishi

$$\Delta\lambda_d = \frac{V_*}{c} \lambda_0 = \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (1.18)$$

ga teng.

Siyarak gazning betartib issiqlik harakatdagi atomlari hosil qilgan spektral chiziqning profili, yani chiziq ichida intensivlikni taqsimlanishi, Gauss formulasi bilan ifodalanadi.

$$I_\lambda \approx \exp(-mV^2 / 2kT) \quad (1.19)$$

Shunday qilib, spektral chiziqlarning profiliga ko'ra ularni hosil qilayotgan manbaning ayrim fizik ko'rsatkichlarini va u yerda bo'layotgan jarayonlar to'g'risida ma'lumot olish mumkin. Modda zichligi yuqori va optik qalin muhitlarda chiziq profili Lorents (1.17) formulasi bilan tasvirlansa, zichligi past va optik yupqa muhitda uni Gauss (1.19) formulasi tasvirlaydi.

**2.2.3. Ko'p marta ionlangan atomlarning emission chiziqlari.** Quyoshning uzoq ultrabinafsha ( $10 < \lambda < 100 \text{ nm}$ ) va rentgen ( $0.01 < \lambda < 10 \text{ nm}$ ) spektrida ko'p marta ionlangan (masalan,  $FeX$ ,  $FeXV$  va hatto  $FeXXVI$ ) atomlarning emission chiziqlari kuzatiladi. Bu chiziqlar Quyoshning toj qatlamlarida (bu qatlamlarning tem-

peraturasi millionlab gradus kelvinga teng) ionlarning yadrolari yaqinida joylashgan  $K$ -qobig'ida yuqori energiyali sathdan past energiyali sathga o'tish natijasida hosil bo'ladi. Geliy ioni  $HeII$ , uglerod ioni  $SVI$  va temir ioni  $FeXXVI$  vodorodsimon ion bo'lib, bu ionlar yadrosi atrofida bittadan elektron aylanadi. Bu ionlarning energetik sathlari vodorod atominiki singari va ion o'tishlariga Balmer formulasi (1.11) ni  $Z^2$  ga ko'paytirib qo'llash mumkin.

$$\frac{1}{\lambda_{kn}} = \frac{Z^2}{912} \left( \frac{1}{n^2} - \frac{1}{k^2} \right) \quad (1.20')$$

Masalan,  $HeII$  ionining ( $Z=2$ ) birinchi uyg'ongan ( $k=2$ ) holatdan asosiy holatga ( $n=1$ ) o'tishi natijasida hosil bo'ladigan  $HeII$  rezonans chizig'ining to'lqin uzunligi  $\lambda_{12}=30,4 \text{ nm}$  (chetki ultrabinafshada),  $CVI$  ionining ( $Z=6$ ) bunday o'tish natijasida hosil bo'lgan rezonans chiziqning to'lqin uzunligi  $\lambda_{12}=3,3 \text{ nm}$  (bu yumshoq rentgenda),  $FeXXVI$  ionining ( $Z=26$ ) shunday rezonans chizig'ining to'lqin uzunligi  $\lambda_{12}=0,05 \text{ nm}$  (bu qattiq rentgenda) da kuzatiladi. Quyoshning chetki ultrabinafsha va rentgen spektrida bu emission chiziqlar kuzatiladi. Quyosh spektrining yashil qismida  $FeXIV$ ga tegishli o'tish qoidalari bo'yicha taqiqlangan (atom o'tish ehtimoli juda kichik) spektral chiziq  $\lambda=530,3 \text{ nm}$  kuzatiladi. Bu chiziqlar nurida Quyoshni kuzatish toj tuzilmalarining strukturasi ni, ularda ro'y berayotgan jarayonlarni o'rganishga imkon beradi. Bunday chiziqlar qaynoq tumanliklarda ham kuzatiladi.

## Savollar

1. Gazlarning tutash spektri qanday hosil bo'ladi?
2. Issiqlik va noissiqlik tabiatga ega nurlanish nima?
3. Atom spektral chiziqlar qanday hosil bo'ladi?
4. Spektral chiziqning intensivligi nimalarga bog'liq?
5. Atomlarni uyg'ongan holatlar bo'yicha taqsimlanishi qanday taqsimotga bo'ysunadi?
6. Spektral chiziqlarning profili nima va uning shakli qanday ko'rinishga ega bo'lishi mumkin?
7. Spektral chiziqning tabiiy kengligini nima belgilaydi va u real sharoitlarda qanday effektlar tasirida kengayadi.?
8. Vodorodsimon ionlarning Layman va Balmer seriyalarini hisoblab bering.

## **II BOB. ASTROFIZIK TEKSHIRISH VOSITALARI**

### **2. Optik teleskoplarning asosiy ko'rsatkichlari**

#### ***2.1. Astrofizik tekshirishlarning xususiyatlari***

Astrofizik tekshirishlar osmon yoritqichlarining xususiyatlariidan chiqqan holda kuzatish asboblari yaratishni taqozo etadi. Osmon yoritkichlari har xil yorug'likka ega. Ularning yoritishi egallagan interval kengligi bir necha ming milliard birlikni tashkil etadi. Quyoshning ko'rinxma yulduziy kattaligi  $m_0 = -26,8''$  bo'lsa, tim qorong'i tungi osmon bir yoy minuti kvadrat yuzasining yorug'ligi  $m^{0c} = 13'',50$  (Quyosh yuzining oydinligi 150000 stilb va tim qorong'i osmonniki  $10^{-8}$  sb). Astrofizik tekshirishlarning rivojlanishi yana ham xira manbalarni kuzatishni taqozo etadi.

Ko'pchilik yulduzlarning yorug'ligi deyarli o'zgarmaydi, o'zgarganda ham sekin o'zgaradi. Astrofizik tadqiqotlarda fizik laboratoriyyadagi singari yorug'lik manbalari nurlanish quvvatini xohlagancha o'zgartib bo'lmaydi. Ular qanday yorug'lik sochsalar, shunday holda ularni qabul qilishga to'g'ri keladi. Biroq yulduzlar nurini yig'ish va yorug'roq yulduz tasviri hosil qilish mumkin. Buning uchun qo'yilgan masalalardan chiqqan holda nur yig'uvchi va tahlil qiluvchi asboblarni yaratish kerak bo'ladi.

Astrofizik tekshirishlarning rivojlanish tarixiga nazar tashlasak, tekshirish asboblari (teleskoplar, nurlanish priyomniklari) mukammallahib, kattalashib va sezgirlashib borayotgani natijasida yangi-yangi kashfiyotlar qilinayotganini ko'ramiz. Teleskop yasashda uni sifatli bo'lishi uchun maxsus shartlar qo'yiladi. Masalan, yulduz tasvirini olaylik. Yulduzlar nuqtaviy nurlanish manbalaridir, ya'ni yulduz tasviri juda kichik (burchak kattaligi 0,1 yoy sekundidan kichik) bo'ladi. Teleskopning fokal tekisligida uning tasviri qancha kichik (ideal holda matematik nuqta shaklida bo'lishi kerak) bo'lsa, tasvir shuncha yorug' bo'ladi. Biroq eng sifatli teleskoplarda ham yulduz tasviri kichik gardishcha shaklida bo'ladi, uni yana ham

kichraytirib bo'lmaydi. Buning obyektiv sabablari va o'tib bo'lmaydigan jihatlari bor. Teleskopning loyihasi chizilayotganda ana shu obyektiv sabablar va chegaralanishlar nazarda tutiladi. Yuqori sifatli teleskop yasashda qator qiyinchiliklar borki, ularni to'la yechib bo'lmaydi.

Quyida biz teleskopning asosiy ko'rsatkichlari, kamchiliklari va ularni kamaytirish yo'llari bilan tanishamiz.

Teleskop yordamida mashaqqat bilan yig'ilayotgan nurlanish oqimini oqilona metodlar bilan o'hash va tahlil qilish kerak bo'ladi. Buning uchun maxsus yasalgan nurlanish priyomniklari (nurlanishni qayd qiluvchi asbob) qo'llashga, kuchli kosmik "shovqin" ichidan bizga kerakli yulduzning kuchsiz nurini, yoki "ovozini", ajratib olishga to'g'ri keladi. Bu jihatdan astrofizik tekshirishlar fizik laboratoriya da bajariladigan tadqiqotlardan keskin farq qiladi.

Astrofizik tekshirish obyektlarining nurlanishi keng spektral diapazonni (1-jadval) o'z ichiga olishi mumkin. Obyekt to'g'risida to'la va aniq ma'lumotlar uning spektrini barcha qismlari (gamma nurlardan to radionurlanishgacha) ni tekshirishdan olinishi mumkin. Bunday tekshirishlar maxsus asboblar qo'llashni taqozo etadi. Keyingi boblarda biz astrofizik tekshirishlarda qo'llaniladigan yordamchi asboblar va nurlanish priyomniklari bilan tanishamiz.

## ***2.2 Teleskopning asosiy ko'rsatkichlari***

Teleskopni astronomik kuzatishlarda qo'llashdan maqsad osmon yoritqichidan kelayotgan keng parallel nur dastasini yig'ish va yuqori sifatli tasvir hosil qilishdir. Nur yig'uvchi sifatida qabariq linza yoki botiq ko'zgu qo'llanishi mumkin. Linzali teleskop **refraktor**, botiq ko'zguli teleskop **reflektor** deb ataladi.

Refraktorning nur yig'uvchi qismi – obyektivi – bitta yoki bir nechta (to'rttagacha) har xil navdag'i (filint, kron) shishadan yasalgan va har xil sirtga (qabariq, botiq, yassi) ega linzalardan iborat bo'lishi mumkin. Obyektivning markazidan uning sirtiga tik holda o'tuvchi chiziq, yoki nur teleskopning **optik o'qi** deb ataladi.

Reflektorning nur yig'uvchi qismi **bosh ko'zgu** deb ham ataladi. U issiqlikdan kengayish koefitsiyenti kam, yengil va mustahkam shisha navidan (zerodur, sitall) botiq (qabariq) parabolik (giperbolik) shaklda yasaladi va sirtiga bir tekis vakuumda bug'latilgan

alyumeniy qatlam ( $1-2 \text{ nm}$ ) yotqiziladi. Vaqt o'tishi bilan bu qatlam alyuminiyning oksidlanishi tufayli 10 martagacha qalinlasha baradi. Bunday ko'zgu unga tushgan nurning 90% ni qaytaradi. Botiq parabolik ko'zguning sirti, parabola (geometrik egri chiziq) ni o'z o'qi atrofida aylanishi natijasida hosil bo'ladigan, geometrik sirtga o'xshash bo'ladi.

Obyektiv va bosh ko'zgu aylana gardish shaklga ega va uning diametri  $D$  bo'lsin. Obyektivga tushgan parallel nurlar (yulduzlar nuri shunday bo'ladi) undan o'tayotganda sinadi (yoki bosh ko'zgudan qaytganda o'z yo'nalishini o'zgartiradi) va yo'nalishini o'zgartirib uning fokal tekisligida ( $\Sigma$ ) kesishadi (yig'iladi) va manba (obyekt) ning tasvirini hosil qiladi (2.1-rasm). Fokal tekislikni obyektvidan uzoqligi uning **fokus masofasi** ( $F$ ) deb ataladi. Fokal tekislik optik o'qqa perpendikulyar bo'ladi va unda predmet yoki yorug'lik manbainning to'ntarilgan tasviri hosil bo'ladi. Agar fokal tekislikka fotoplastinka o'rnatilsa, u holda, yoritqich (yoki obyekt) larning, osmon yoritqichlarining suratini olish mumkin.

**2.2.1 Teleskopning fokal tekisligida tasvirning masshtabi.** Fokal tekislikda obyekt tasvirining kattaligi obyektivning fokus masofasiga bog'liq. Agar  $\alpha$  yoritqichning burchakiy ko'rinma kattaligi bo'lsa, ya'ni  $u$   $\alpha$  burchak ostida ko'rinsa, u holda  $F$  fokus masofali teleskopning fokal tekisligida uni tasvirining chiziqiy kattaligi  $l=F \cdot tg(\alpha)$  ga teng bo'ladi va uni  $\alpha$  ga nisbati tasvirning masshtabini belgilaydi. Tasvirning masshtabi, bu tasvirda bir mm uzunlikka necha gradius (yoy minuti, yoy sekundi) osmon sferasi yoyi to'g'ri kelishini ko'rsatadi. Odatda, osmon yoritqichlarining burchakiy kattaligi yoy minutlari va sekundlarda beriladi va  $\alpha$  kichik bo'lganda tangensni ( $tg$ ) radianlarda ifodalangan  $\alpha$  burchak bilan almashirish mumkin, ya'ni  $tg(\alpha) = \alpha'/3438 = \alpha''/206265$ . Bu kasrlarning suratida  $\alpha$  mos ravishda burchakiy minutlar ( $\alpha'$ ) va sekundlar ( $\alpha''$ ) da, maxrajida esa, bir radianda yoy minutlari va sekundlari soni keltirilgan.

Tasvirning chiziqiy kattaligi  $l=F \cdot \alpha'/3438$  yoki  $l=F \cdot \alpha''/206265$ .

Tasvirning masshtabi

$$l/\alpha' = F/3438 \text{ yoki } l/\alpha'' = F/206265, \quad (2.1)$$

va birligi *mm/yoy minuti*, yoki *mm/yoy sekundi*. Agar yoritqichning burchakiy kattaligi  $\alpha = l'$  bo'lsa, u holda uni tasvirining chiziqiy kattaligi  $l=F/3438 \text{ mm}$  bo'ladi ( $F \text{ mm}$  larda). Masalan, O'zFA As-

tronomiya institutining normal astrografida (yulduzlar osmonini suratga oladigan teleskop) tasvir mashtabi bir mm/yoy minuti, ya'ni osmondag'i bir yoy minuti tasvirda bir mm uzunlikka ega bo'ladi. Masalan, Oy gardishining burchak kattaligi  $\alpha=30'$  ga teng, fokus masofasi  $F=100\text{ mm}$  bo'lgan teleskopda Oy tasvirining chiziqiy kattaligi  $l=9\text{ mm}$ , demak, tasvir mashtabi  $9/30\text{ mm/yoy min.}$

Teleskopning fokus masofasi uning yaqinlashtirishi (kattalash-tirishi) ni belgilaydi. Astronomik kuzatishlarda qo'llaniladigan teleskoplarda yoritqich yorug'ligini o'lchash obyektiv hosil qilgan uning tasviri ustida bajariladi. **Yulduzning tasviri**, bu undan kelayotgan va obyektidan o'tayotganda yo'naliшини o'zgartirishi (sinishi yoki aks qaytishi) tufayli yig'ilayotgan va kesishayotgan nurlarning ko'ndalang kesimidir. Agar teleskop fokal tekisligidan yoritqichga qarasangiz, yarqirab turgan gardishni ko'rasiz. Bu berilgan yoritqich tomonidan yoritilgan teleskop obyektividir. Tasvirni ko'rish uchun yana bitta linza kerak bo'ladi. U **okulyar** deb ataladi. Okulyar yordamida tasvirni kattalashtirib ko'rish mumkin.

**2.2.2. Teleskopning asosiy ko'rsatkichlari.** Optikadan ma'lumki, optik tizim sirti ko'rindigan yorug'lik manbaining tasvirini tuzayotib uning sirt yorug'ligini yoki ravshanligini ko'paytirmaydi, balki aksincha, optik sirtlardan aks qaytishda fizik yo'qotish, linza ichida yutilish tufayli uni kamaytiradi. Tasvirning sirt yorug'ligi teleskopning fokus masofasi ( $F$ ) ga teskari proporsional ravishda kamayadi. Shuning uchun  $\varphi=1/F$  linzaning **optik kuchi** deb ataladi.

Astronomiyada osmon yoritqichi tasvirining ravshanligi emas, balki yorug'lik o'lchaydigan asbob=fotometrning nur sezuvchi qatlamida (teleskopning chiqish teshigida) u hosil qilayotgan yoritilganlik, yoki nur sezuvchi qatlama tushayotgan nurlanish oqimi o'chanadi. Bunda teleskop obyektivining diametri ( $D$ ) muhim rol o'ynaydi. Obyektivning diametri qancha katta bo'lsa teleskop shuncha ko'p nurlanish oqimi ( $\Phi$ ) yig'adi.

$$\Phi = E \cdot S = \pi E \cdot D^2 / 4 \quad (2.2)$$

bu yerda  $E$  – yoritqich tomonidan teleskop obyektivining yoritilganligi,  $S$  – obyektivning yuzasi. Shuning uchun teleskop obyektivining diametri ( $D$ ) va fokus masofasi ( $F$ ) uning asosiy ko'rsatkichlari hisoblanadi. Obyektiv diametrini uning fokus masofasiga nisbati  $A = D/F$ , teleskopning **aperturasi**, yoki nisbiy kirish tuynagi

(teshigi) deb ataladi. Sirti ko‘rinadigan osmon yoritqichlari (Oy, sayyoralar) teleskopning fokal tekisligida hosil qilayotgan yoritilanlik  $E' = (D/F)^2 = A^2$ . Bu erda  $A^2$  teleskopning optik quvvatini belgilaydi. Umuman olganda D diametrli teleskopning **optik quvvati** deb bu teleskop oddiy, qurollanmagan, ko‘zga qaraganda beradigan foydaga aytildi. Biroq odatda teleskopning **yorug‘lik kuchi** deganda  $A$  nazarda tutiladi. Eng katta yorug‘lik kuch 1:1 bo‘ladi va bunda obyektivning diametri uning fokus masofasiga teng. Biroq bunday obyektivni yashash ancha mashaqqatlilish.

Yulduzlar nuqtaviy yorug‘lik manbai bo‘lganliklari uchun, ularni yaqinlashtirishning (kattalashtirishni) foydasi yo‘q, bundan ko‘rinib turibdiki  $A$  qancha kichik bo‘lsa, teleskop shuncha ko‘p yorug‘lik kuchiga ega bo‘ladi.  $A$  ning qiymati nisbat sifatida beriladi. Astrometrik o‘lchashlarda tasvirning mashtabi muhim rol o‘ynaydi, shuning uchun astrograflarda  $A=1:10$ , ya’ni ularning fokus masofasi obyektivi diametridan o‘n marta katta bo‘ladi. Astrofizik tekshirishlarda yorug‘lik oqimi hal qiluvchi rol o‘ynaydi, shuning uchun reflektorlarda  $A\approx 1:3$ , ya’ni obyektiv fokus masofasi uning diametridan uch marta atrofida katta bo‘ladi. Juda katta optik kuchga ega teleskop yashash qiyin, chunki bunday hollarda obyektiv nuqson (aberatsiya) lari ham  $A^3$  va  $A^2$  ga proporsional ravishda kuchayadi. Bu masalaga keyinroq qaytamiz. Hozir esa, kuzatishlarga teleskop qo’llash qanday yutuq beradi, shuni ko‘raylik.

**2.2.3 Teleskopning kuchaytirishi (optik quvvati).** Teleskopsiz ko‘z bilan kuzatganda yulduzdan kelayotgan parallel nur dastasining ko‘z qorachig‘i diametriga ( $d\approx 2-5 \text{ mm}$ ) teng diametrga ega yuzadan o‘tayotgan qismigina sezgi (taassurot) hosil qilishda ishtirok etadi. Obyektivi diametri  $D$  bo‘lgan teleskop orqali kuzatilganda teleskop teshigi (obyektiv) dan o‘tayotgan barcha nurlar taassurot hosil qilishda ishtirok etadi (yuqorida teleskopning fokal tekisligidan yoritqichga qaralganda yorug‘ gardish (obyektiv) ni ko‘ramiz deb ta’kidlangan edi).

Astrofizik o‘lchashlar teleskopning fokal tekisligida hosil bo‘lgan yoritqichning tasviri ustida olib boriladi. Teleskopning fokal tekisligida yulduzning tasviri juda kichik, ideal sharoitda teleskopning kirish teshigidan (obyektiv) o‘tayotgan nuqtasimon manbaning difraktsion tasviridan iborat, bo‘ladi. Bunday yulduz tasvirining yorug‘ligini o‘lchashda, tarixiy an’ana bo‘yicha, u boshqa, shun-

day tasvir bilan solishtirib o'changan. Nurlanish priyomniklarini astronomik kuzatishlarga qo'llash osmon yoritqichlari yorug'ligini o'chash texnologiyasiga o'zgartirish kiritishga sabab bo'ldi. Teleskop yordamida yoritqich tasvirida yig'ilgan nurlanish oqimi priyomnikning nur sezuvchi qatlami sirtiga tushiriladi. Bu amal maydon linzasi deb ataladigan va teleskopning fokal tekisligi orqasiga o'rnatiladigan linza yordamida bajariladi. Maydon linzasi priyomnikning nur sezuvchi sirtiga osmon yoritqichi yoritib turgan teleskopning kirish teshigi (obyektivi) tasvirini tushiradi. Shunday qilib, teleskop orqali o'chashlarda ham biz yoritilganlikni o'chaymiz. Bu safar yoritilganlik  $(D/d)^2$  marta kuchaygan bo'ladi. Bu erda  $d$  priyomnikning nur sezuvchi qatlamining diametri.

Teleskop yordamida kuzatishdan olingen yutuq  $(D/d)^2$  marta katta bo'ladi, ya'ni  $E_0/E_T = (D/d)^2$ . Agar teleskopsiz ko'zda  $m_0=6''$ , teleskopda ko'rindigan eng xira yulduzning yulduziy kattaligi  $m_T$  bo'lsa, u holda, Pogson formulasiga (1.4) asosan

$$m_T - m_0 = 2.5 \cdot \lg(E_0/E_T) = 2.5 \cdot \lg(D/d)^2 \text{ yoki} \\ m_T = m_0 + 5 \cdot \lg(D/d), \quad (2.3)$$

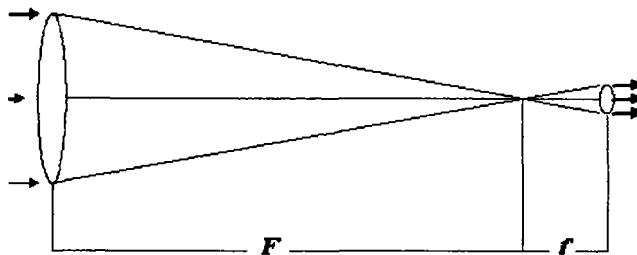
Kechasi ko'z qorachig'ining diametri  $d=6$  mm gacha kengayadi, agar  $D$  ham mm larda berilsa, u holda

$$m_T = 6'' + 5 \cdot \lg(D) - 5 \cdot \lg 6 = 2.1 + 5 \cdot \lg(D).$$

Maktab teleskopi obyektivining diametri  $D=100$  mm va fokus masofasi  $F=1000$  mm va bunday teleskopda  $m_T=12,1''$ , ya'ni o'n ikkinchi kattalikkacha bo'lgan yulduzlarni ko'rish mumkin. Musaffo va tim qora tungi osmonda oddiy ko'zga bir vaqtning o'zida qo'rindigan yulduzlar soni 3000 ta bo'lsa, maktab teleskopi bunday sharoitlarda 200000 yulduzni ko'rishga imkon beradi.

Agar teleskop vizual (ko'z bilan) kuzatishlarga mo'ljallangan bo'lsa, unda yana bitta linzacha qo'llaniladi. Bu linza obyektiv fokal tekisligi ( $\Sigma$ ) orqasiga shunday qo'yiladiki, uning fokusi obyektivning fokal tekislikda ( $\Sigma$ ) yotishi kerak (2.1-rasm). Bu linzacha (odatda ikkita linzachadan iborat optik sistema) **okulyar** (ko'z) deb ataladi. Okulyardan chiqqan nurlar parallel bo'ladi va ko'z qorachiga tushadi. Okulyar shunday bo'lishi kerakki, obyektivdan o'tgan nurlarning barchasi undan ham o'tish kerak. Obyektivdan (u teleskopik sistemaning **kirish qorachig'i** deyiladi) o'tgan nur dastasi teleskopik sistema (obyektiv+okulyar) ning chiqish qorachigi ( $d$ ) dan o'tish

shart. Chiqish qorachigi ko'z qorachigidan ( $\delta$ ) katta bo'lmasligi kerak. Shundagina ko'z bilan (visual) kuzatishlarda teleskopik sistema effektiv ishlaydi.



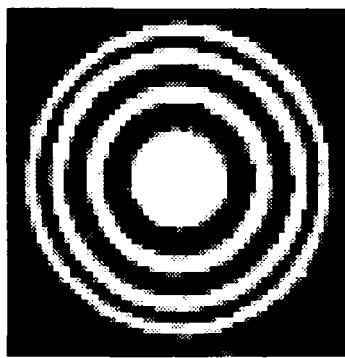
**2.1-rasm.** Linzali vizual teleskopda yulduzdan kelayotgan parallel nur dastasining yo'li. Chapdag'i katta cho'zinchoq aylana obektiv, o'ngdag'i kichik cho'zinchoq aylana okulyar.

Okulyar teleskopning kattalashtirishini kuchaytiradi. Vizual teleskopning kattalashtirishi  $K=F/f=D/d$ . Bu yerda  $f$ ,  $d$  – okulyarning fokus masofasi va diametri. Vizual kuzatishlarda  $d$  ko'z qorachig'ining diametriga ( $\delta$ ) teng bo'lishi maqsadga muvofiqdir. Bunday teleskopning kattalashtirishi ( $K$ ) **teng qorachig'iy** deb ataladi,  $K=D/\delta$  va u effektiv ishlaydi, unda qo'llaniladigan okulyarning fokus masofasi  $f=F/K$ . Yuqoridagi nisbatdan ko'rini turibdiki, berilgan teleskopda  $f$  qancha kichik bo'lsa, uning kattalashtirishi shuncha kuchli bo'ladi, bu holda obyektivdan kirgan nurlarning ma'lum qismi taassurot hosil qilishda ishtirot etmaydi. Atmosfera tinch bo'lganda kattalashtirishni  $K=2D$  gacha yetkazish mumkin. Bu yerda  $D$  obyektiv diametri mm larda. Notinch atmosfera (betartib shamollar ta'sirida atmosfera zichligini, demak ammosferaning sindirish koeffitsiyentini, o'zgarib turishi tufayli) tasvirni titrashiga sababchi bo'ladi va uni buzadi, shuning uchun kattalashtirish odatda 500 dan oshirilmaydi.

Teleskopning ko'rish maydoni (okulyar orqali ko'rinaradigan osmon qismi) ning diametri kattalashtirishga bog'liq va burchakiy minutlarda  $N=2000'/K$  ga teng. Teleskopda Oy gardishini ( $30'$ ) to'la ko'rish uchun  $K<60$  bo'lishi, ya'ni kattalashtirish 60 martadan oshmasligi kerak.

Vizual teleskopda qo'llaniladigan okulyarlarning bir necha turi mavjud. Shulardan eng ko'p qo'llaniladiganlari Gyugens va Ramsden okulyarlaridir. Ular ikkita, bir tomoni qabariq ikkinchisi tekis linzalardan iborat bo'ladi. Linzachalarning biri (obyektiv tomondagisi) katta, ikkinchisi esa kichik bo'ladi va Gyugens okulyari qo'llanilganda teleskopning fokal tekisligi okulyar ichida, linzalar orasida bo'lsa, Ramsden okulyari qo'llanilganda - uning oldida bo'lishi kerak. Gyugens okulyari ichida *mm* shkalalni chizg'ich chizilgan tiniq shisha plastinka o'rnatiladi, yoki bir-biriga tik joylashgan ikkita ingichka ip tortib qo'yilgan bo'ladi.

**2.2.4. Teleskopning ajrata olish kuchi.** Ideal teleskop ham yulduz tasvirini nuqta shaklida emas, balki, ma'lum diametrga ega gardishcha shaklida hosil qiladi. Buning birinchi sababi yorug'lik difraksiyasi hodisasiadir. Tinch atmosfera sharoitida yulduz tasviri halqalar bilan o'ralgan kichkina gardishcha shaklida (2.2-rasmga qarang) bo'ladi. Bu, nuqtaviy yorug'lik manbai (yulduz nuri teleskopning kirish teshigi (obyektivi) da hosil qilgan difraksion manzaradir. Teleskopning obyektivi qancha katta bo'lsa, gardishcha diametri shuncha kichik bo'ladi va u teleskopning ajrata olish kuchini belgilaydi.



**2.2-rasm.** Nuqtaviy yorug'lik manba ekranda hosil qiladigan (difraksion) manzara.

Berilgan  $D$  diametrli teleskopda bir xil yorug'likdagi bir-biriga yaqin joylashgan ikkita yulduz alohida-alohida ko'rindi, agar ular-

ning tasvirlarida bir yulduz tasvirining markazi (yorug'lik maksimumi) ikkinchi yulduz difraksion gardishchasini o'rabi turuvchi qora halqa (yorug'lik minimumi) o'rtasiga to'g'ri kelsa. Bu shart **Reley kriteriyi** deb ataladi va difraksiya nazariyasiga asosan quyidagiCHA ifodalanadi. Obyektiv tomonidan qaralganda, gardishcha atrofidiagi qora halqaning radiusi  $\alpha=1,22\lambda/D$  radianga teng. Bu erda  $\lambda$  – nurlanishning to'lqin uzunligi,  $D$  – teleskop obyektivining diametri. Teleskopning fokal tekisligida halqa radiusiga  $\alpha=1,22\cdot\lambda/D$  mos keldigan chiziqiy qiymat

$$r=F\cdot\alpha=1,22\cdot\lambda\cdot F/D, \quad (2.4)$$

bu yerda  $\alpha$  – teleskopning ajrata olish qobiliyatini ko'rsatadi va u odatda burchakiy sekundlarda beriladi. Agar  $\lambda = 550 \text{ nm}$  bo'lsa (yashil nurlar), u holda,  $\alpha'' = 14''/D$  ( $D = 1 \text{ m}$  larda) va yulduzning difraksiyon gardishchasi radiusi  $r=0,67\cdot F/D$  mikron. Maktab teleskopining ( $D=10 \text{ sm}$ ) ideal holda ajrata olish kuchi  $1,4''$  ga teng (odam ko'zining ajrataolish kuchi  $60''$ ). Bu teleskopning fokal tekisligida yulduz tasvirining radiusi  $r=0,0067 \text{ mm}$  ga teng bo'ladi. Demak, difraksiya hodisisi teleskopning ajrata olish kuchini chegaralaydi. Agar ikkita yulduz orasidagi burchakiy masofa  $\Delta < 2\cdot\alpha$  bo'lsa, yulduzlar ustma-ust tushadi. Bir xil yorug'likdagi, bir-biridan  $\Delta'' \leq 0,85\cdot\alpha = 12''/D$  burchakiy masofada bo'lgan ikkita yulduzni berilgan ( $D$ ) teleskopda ajratib bo'lmaydi. Agar yulduzlarning yorug'ligi teng bo'limasa, ajralmaslik chegarasi  $\Delta'' = 12''/D$ . Agar kuzatish ko'z yordamida bajarilayotgan bo'lsa, ko'zning ajrata olish qobiliyati ( $\sim 60''$ ) hisobga olinishi zarur va teleskopni kattalashtirishi  $K \geq 60 \cdot D/12 = 5 \cdot D$  bo'lishi kerak. Berilgan teleskopda ( $D$ ) ikkita bir-biriga eng yaqin joylashgan yulduzlarni ko'rinish sharti ideal teleskopda va ideal atmosfera sharoitida yuqorida keltirilgan shartlarda bajariladi. Real obyektivning nuqsonlari difraksiyon manzarani buzadi. Astronomik obyektivlarni yasashda uning nuqsonlari tufayli yulduz tasvirini kengayishi diffraksiyon gardishidan chetga chiqmaslik sharti qo'yiladi. Bu shart bajariladigan obyektivlarda yaxshi atmosfera sharoitida diffraksiyon manzarani ko'rish mumkin.

**2.2.5. Teleskopning fotografik optik quvvati.** Optik sistema keng sirtga ega bo'lган obyekt (Oy, sayyoralar) tasvirini hosil qilganda teleskop uning ravshanligini ( $B$ ), odatda, kuchaytira olmaydi, aksin-

cha, optik sirt va muhitlarda yutilish hisobiga u kamayadi. Biroq, astronomik kuzatishlarda yoritqichning ravshanligi emas, balki u hosil qilayotgan yoritilganlik o'chanadi. Optik sistema qurollanmagan ko'zga nisbatan beradigan foyda sistemaning optik quvvati deb ataladi. Yulduzlar misolida u  $(D/d)^2$  marta oshishi yuqorida ko'riltgan edi. Agar kuzatishlarda o'ttacha sezgirlikdagi fotoplastinka (sirtiga fotoemulsiya surilgan shisha) qo'llanilsa, negativda eng xira yulduzning yulduziy kattaligi

$$m_T^{pg} = 5 \lg D + 2.1 \lg t - 1^m, \quad (2.5)$$

bu yerda  $t$  – ekspozitsiya vaqt, minutlarda,  $D$  – obyektiv diametri,

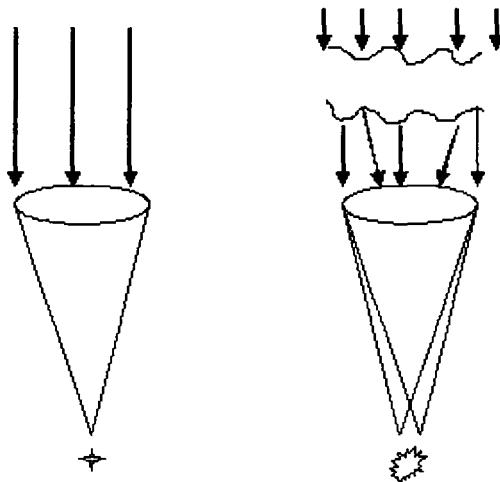
$mm$  larda,  $m_T^{pg}$  – teleskopda tasviri olish mumkin bo'lgan eng xira yulduziy kattaligi. Demak berilgan teleskopda berilgan navli fotoplastinkaga olingen yulduzlar osmoni suratida (negativda) chiqadigan eng xira yulduzning yorug'ligi, teleskopning **fotografik optik quvvatini** belgilaydi. Diametri  $D=6\text{ m}$  (RFA Maxsus Astrofizik Observatoriysi) teleskopda  $t=10\text{ minut}$  ekspozitsiya bilan yulduziy kattaligi  $m=20,1^m$  gacha bo'lgan yulduzlar suratini olish mumkin. Bunday yulduzlarni  $D=60\text{ sm}$  teleskopda olish uchun  $t=17\text{ soat}$  ekspozitsiya berish kerak bo'lar edi. Uzoq ekspozitsiya davomida olingen tasvirda tungi osmonning ham tasviri hosil bo'ladi. Bu esa xira yulduzni ko'rishga to'sqinlik qila boshlaydi va teleskopning optik quvvatini yoki **zehn kuchini** chegaralaydi. Shuning uchun har bir teleskop ma'lum maksimal ekspozitsiya vaqt ( $t^{ch}$ ) bilan xarakterlanadi va u teleskopning aperturasi ( $A$ ) ga bog'liq

$$\lg t^{ch} \leq (0.6 - 2.32 \cdot \lg A). \quad (2.6)$$

$A=1:1$  uchun  $t^{ch}=4\text{ minut}$ ,  $A=1:10$  uchun  $t^{ch}=4\text{ soat}$  va hokazo, ya'ni  $A$  kamaygan sari ( $F$  – uzaygan sari) tungi osmonning zararli ta'siri kamayib boradi. Fokus masofani uzayishi teleskopning kattalashtirishini kuchaytiradi, tasvirning mashtabini ( $mm/gradus$  yoki  $mm/yoy sekund$ ) kattalashtiradi. Bu, o'z navbatida, yulduz tasviri ni (u odatda nuqta shaklida bo'lmay, balki kichik diffraksiyon gardishcha shaklida bo'ladi) ham kattalashtiradi. Natijada obyektivda yig'ilgan nur gardishchaga yoyilib tushadi va yuza birligiga tushayotgan oqim (yoritilganlik) qamaya boshlaydi. Biroq bu kamayish darajasi osmonni qorong'ulashuviga qaraganda sekin bo'lgani uchun kattalashtirish foyda keltiradi.

Shunday qilib, keng sirtga ega bo‘lgan yorug‘lik manbalarini suratga tushirishda kameraning yorug‘lik kuchi ( $A$ ) asosiy rol o‘ynaydi. Bu nuqtai nazardan  $D=5\text{ m}$  li Polomar teleskopi ( $A=1:3,3$ ) va qo‘l bola kameracha ( $A=1:3$ ) bilan teng kuchlidirlar. Biroq nuqtasimon yorug‘lik manbalari (yulduzlar) uchun optik quvvat  $A^2$  marta emas, balki  $D^2$  marta oshadi. Agar qo‘lbola kameraning obyektivi diametri  $D=5\text{ sm}$  va fokus masofasi  $F=16,7\text{ mm}$  bo‘lsa, eng kam ajrata olishga ega fotoplastinkadagi tasvirda  $30\text{ mikrona } 0^\circ,1$  to‘g‘ri keladi, ya’ni kichik teleskopning ajrata olish juda past bo‘ladi. Shunday va undan kam kattalikka ega obyektlarni suratga olishda Polomar teleskopi qo‘l bola kameraga nisbatan  $(300)^2=90000$  marta ko‘p foyda beradi. Teleskopning fokal tekisligida yulduzlar tasviri nuqtasimon bo‘lmay, balki ma’lum kattalikdagi gardishcha shaklida bo‘ladi. Buning birinchi sababi, diffraksiya hodisasi bo‘lsa (yuqorida u bilan tanishgan edik), ikkinchi sababi, teleskop obyektivining aberratsiyalaridir, uchinchisi Yer atmosferasining notinchligi tufayli yulduz nurining miltillashidir. Aberratsiyalariga o’tishdan oldin atmosfera ta’sirini ko‘rib chiqamiz.

**2.2.6. Atmosfera turbulensiysi va uni yoritqich tasviriga ta’siri.** Osmon yoritqichining nuri shamollar va havo oqimlari ta’sirida



**2.3-rasm.** Tinch (chapda) va turbulent (o‘ngda) atmosfera orqali (o‘ngda) kuzatilganda yulduz tasviri (pastda).

zichligi va bir xil zichlikdagi parallel qatlamlarning sirti (deniz suvi sirti singari) o'zgarib turadigan atmosfera qatlamlari orqali o'tib Yerga yetib keladi. Bunday notinch va bir jinsli bo'lмаган qatlamlardan o'tayotganda yoritqich nurining yo'nalishi betartib o'zgarib turadi. Bu 1) teleskop fokal tekisligida yulduz tasvirini tebranishi (titrashi) (bir gersdan yuz gersgacha) ga, 2) yulduzning rangini va yorug'-ligini o'zgarishiga (bu yulduz tasvirini 2000 *gts* chastotagacha pirpirashi natijasida ro'y beradi) 3) vaqt bo'yicha yulduz tasviri diametrini kattalashib va kichrayib turishiga sababchi bo'ladi.

Bu ta'sirlar natijasida yulduz tasvirining diametri uning diffraktion tasvirnikidan o'nlab marta katta bo'lishi mumkin. Birinchi va ikkinchi ta'sir Yer atmosferasining yuqori (6-8 km) qatlamlarida ro'y bersa, uchinchisi - teleskop ichida yoki uni o'rab turuvchi gumbaz atrofidagi turbulent oqimlari ta'sirida hosil bo'ladi. U, ayniqsa, kichik teleskoplarda yaqqol ko'rindi. Katta obyektiv bunday ta'sirlarni yig'adi va uning fokal tekisligida yulduzning tasviri yorug'ligi kam o'zgaradi. Pirpirashlar va tebranishlar ta'sirida katta ekspozitsiya vaqt bilan olingen yulduz tasviri anchagina kattalashadi va u turbulent tasvir deb ataladi. Turbulent tasvirning diametri yoritqichning zenit masofasi ortishi bilan kattalasha boradi. Bir soat ekspozitsiya bilan olingen yulduzlar tasvirining diametri diffraksiyon tasvirnikidan o'nlab, hatto yuzlab marta katta bo'lishi mumkin. Turbulent tasvirning katta-kichikligi kuzatish joyi atmosferasining notinchlik yoki turbulentlik darajasiga (joyning astroqlimiga) bog'liq. Bu ko'rsatkich planetamizning har xil joylarida har xil ekanligi aniqlangan. Shuning uchun teleskop qurishga joy tanlashga to'g'ri keladi. Turbulent tasvir eng kichik joy eng yaxshi hisoblanadi. Masalan, Chilidagi La Silla va Paranal tog'i cho'qqilar, yoki Kashqadaryo viloyatining G'uzor tumanidagi Maydanak tog' cho'qqilar va Gavay hamda Kanar orollaridagi tog' cho'qqilarida turbulent tasvir eng kichik ( $\approx$  bir yoy sekundi) ekanligi aniqlangan. Agar yulduz nurining 90 % gacha qismi bir burchakiy sekund diametrdagi gardishcha ichiga yig'ilsa, bunday holat a'lo hisoblanadi.

## Savollar

1. Astrofizik tekshirish obyektlarini tasvirlab bering.
2. Yulduzlarni kuzatishga mo'ljallangan teleskop qanday bo'lishi kerak?

3. Teleskopning fokal tekisligida tasvirning masshtabi nimaga bog'liq?
4. Sirti ko'rinaradigan yoritqichlarni kuzatishda teleskopning optik kuchi nimaga bog liq. Nuqtasimon manb'alarini kuzatgandachi?
5. Teleskopni kattalashirishi nimaga bog liq?
6. Yulduzlar osmonini su'ratga olishga mo'ljallangan teleskopning optik quvvati nega chegaralangan?
7. Turbulent tasvir nima va u nega teleskopning optik quvvatini chegaralaydi?
8. Teleskopning ajrata olish kuchini nima belgilaydi va u qanday prinsipga asoslanib chiqarilgan?

### ***2.3. Optik aberratsiyalar va ularning tasvirga ta'siri***

Yulduzlar nuqtasimon yorug'lik manbalaridir va teleskopning fokal tekisligida ularning tasviri qancha kichik bo'lsa, tasvirning yorug'ligi shuncha yuqori bo'ladi. Biroq teleskopning optik qismlari va sirtlari dan nurlar o'tayotganda va qaytayotganda o'z yo'nalishlarini har xil o'zgartiradi. Buning sababi optikada aberratsiya (yorug'lik nurini egilishi, chetlashishi) hodisadir. Fizik laboratoriyada nuqtasimon manba qaralmaydi, shuning uchun optika kursida linzaning nuqsonlari ko'p holdarda sanab o'tiladi, xolos, ularni kamaytirish yo'llari qaralmaydi. Astrofizikada kuzatish-tekshirishlarning samaradorligi bu nuqsonlar ni kamaytirish bilan bog'liq. Bu nuqsonlarni to'la bartaraf etib bo'lmaydi va kichik teleskoplarda buning keragi ham yo'q bo'lishi mumkin. Chunki kichik teleskop ( $D < 1 \text{ m}$ ) da aberratsiya tufayli tasvirni kengayishi diffraksiyon gardishchadan kichik bo'lishi mumkin.

Sferik sirtga ega obyektivga tushayotgan yassi to'lqin fronti undan o'tgach (agar botiq ko'zgu bo'lsa, qaytgach) sferik to'lqin frontiga aylanishi kerak, biroq bu shart bajarilmaydi. Bunday obyektivdan o'tgan (qaytgan) to'lqin uning aberratsiyalari tufayli sferik sirtdan chetlashadi va natijada hosil bo'lgan yulduz tasviri nuqtasimon bo'lmaydi, u biroz kengayadi. Yuqorida biz teleskop obyektivi chetida yorug'lik diffraksiyasi tufayli yulduz tasviri ma'lum kattalikdagi gardishcha shaklda bo'ladi va buni bartaraf etib bo'lmaydi degan edik. Endi esa aberratsiya ham yulduz tasvirini kengaytirishi mumkinligini ko'rib turibmiz. Aberratsiyalarni kamaytirish yo'llari ishlab chiqilgan. Demak, teleskopni shunday yasash kerakki, unda aberratsiya

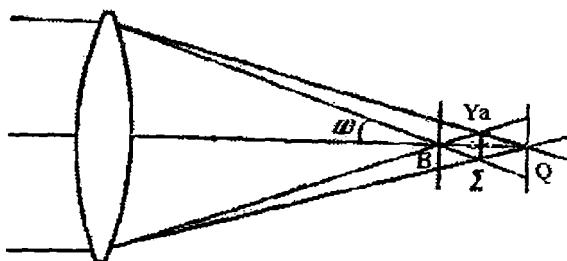
tufayli kengaygan yulduz tasviri shu teleskopda yulduzning diffraction tasviridan katta bo'lmasin. Tajriba shuni ko'rsatadiki, bu shart bajarilishi uchun obyektivdan o'tgan (qaytgan) to'lqin frontni sferadan chetlashishi  $\varepsilon$  amaldagi nurlanish to'lqin uzunligining to'rtadan (sakkizdan) biridan ( $\varepsilon \leq \frac{1}{4}$ ) oshmasligi kerak bo'ladi. Bu shart **Reley sharti** deb ataladi. Bunday shart parabolik ko'zgularda bajariladi (e'tibor bering, televizion antenna parabolik antennadir).

Aberratsiyalar ikki turga bo'linadi: fizik va geometrik. Fizik aberratsiya fizik hodisa (muhitning sindirish koeffitsienti har xil rangli nurlar uchun har xilligi) tufayli ro'y bersa (mas. xromatik aberratsiya), geometrik aberratsiya har xil optik sirtlardan har xil burchak ostida tushish, sinish va qaytish tufayli ro'y beradi (mas. sferik aberratsiya). Ayrim aberratsiyalar faqat optik o'qdan tashqarida kuaztiladi (koma, astigmatizm, distorsiya).

**a) Xromatik aberratsiya** linzani sindirish koeffitsienti nuring to'lqin uzunligiga bog'liqligi ( $n_{\lambda} \approx 1/\lambda$ ) tufayli ro'y beradi. Bu yerda  $\lambda$  ko'rileyotgan to'lqin uzunligi,  $\lambda_0$  – o'lchanayotgan o'rtacha to'lqin uzunligi. Oddiy sferik linzaning fokus masofasi  $F_{\lambda}$ , uning sirtlari egrilik radiuslari  $r$  va sindirish koeffitsiyenti  $n_{\lambda}$  orqali quyidagicha ifodalanadi:

$$\frac{1}{F_{\lambda}} = (n_{\lambda} - 1) \left( \frac{1}{r_1} - \frac{1}{r_2} \right) \quad (2.7)$$

Bu formuladan ko'rinish turiptiki, har xil ranglarda linzaning fokusi undan har xil masofada joylashadi, ya'ni yakka linza oq nurni o'zining optik o'qi bo'ylab spektrga yoyadi.



**2.4-rasm.** Xromatik aberratsiya. Qizil nurlar obyektivdan yoki o'rtacha fokusdan uzoqroqda, havorang nurlar esa – obyektivga yaqinroqda yig'iladilar. Natijada, o'rtacha fokusda yulduz tasviri ranglarga bo'yalgan kattagina gardishcha ko'rinishga ega bo'ladi.

Agar kuzatishlar monoxromatik nurda bajarilayotgan bo'lsa, xromatik aberratsiyaning ta'siri bo'lmaydi. Masalan, koronograf bitta linzali teleskop va unda Quyosh toji yashil toj chizig'i ( $530,3\text{ nm}$ ) nurida suratga olinadi. Bitta linzali obyektivning xromatik aberratsiyasi unda hosil bo'lgan diffraksiyon gardishchadan kam chetga chi-qishi uchun uning fokus masofasi  $F(cm) \approx 18.6 \cdot D^2(D, cm)$  ga teng bo'lishi kerak. Bu juda uzun fokusli, demak, kam optik kuchga ega obyektiv bo'ladi va u astrofizik tekshirishlarga yaramaydi.

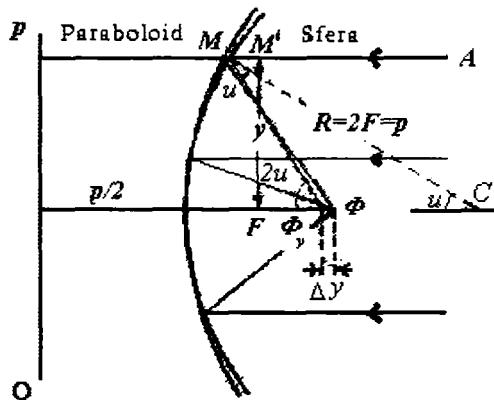
Ko'pchilik yoritqichlarning monoxromatik nurlanishi (radio va rentgen nurlanish bundan mustasno) kuchsiz, shuning uchun keng ( $100\text{ nm}$ ) spektral diapozonda kuzatishlar bajarishga to'g'ri keladi. Bunday hollarda bu har xil rangdagi nurlarni bitta fokusga keltirish maqsadida, har xil sindirish koeffitsiyenti va egrilik radiusiga ega ikkita linzalardan tuzilgan obyektiv qo'llaniladi. Bu linzalarning biri krondan (shisha navi) ikkinchisi esa, flintdan tayyorlanadi. Kron-dan yasalgan linza musbat va u ikki linzali ob'ektivning oldi to-moniga o'rnatiladi. Flintdan (shisha navi) yasalgani esa manfiy lin-zadir. Bunday ikki linzali obyektiv qizil va havorang nurlarni bitta fokusga keltiradi va u **axromatik obyektiv** deb ataladi. Axromatik obyektivning fokus masofasi  $F(sm) \approx 1.12 \cdot D^2(D, sm)$ , ya'ni yakka linzali obyektivnikidan 16 marta qisqa va uni astronomik kuzatishlar-da qo'llash mumkin. Maktab refraktor teleskopiga shunday ikki linzali obyektiv o'rnatilgan.

Ko'zguli obyektivlarda xromatik aberratsiya bo'lmaydi. Chunki, aks qaytish qonuni nurning to'lqin uzunligiga bog'liq emas. Astrofizik teleskoplarning obyektivi botiq ko'zgudan iborat bo'ladi (ular **reflektor** deb ataladi). Botiq ko'zgu sferik, parabolik yoki gi per-bolik sirtli qilib yasaladi. Bunday sirtlardan qaytgan to'lqin fronti har xil shakl oladi va ko'zguning fokal tekisligida nuqtaviy yorit-qichning turlicha shakldagi fazoviy tasvirlarini hosil qiladi.

**b) Sferik aberratsiya.** Sferik sirtga ega botiq ko'zguda, shuningdek, sferik sirtlarga ega qabariq linzalarda sferik aberratsiya kuzatiladi. Bu aberratsiyani tushuntirish uchun sferik ko'zgudan qaytgan nurlarning fokusga yig'ilishini parabolik ko'zgudan qaytgan nurlarning yig'ilishi bilan solishtirib o'rGANAMIZ.

Parabolik ko'zgudan aks qaytgan to'lqin fronti uchun ko'zguning fokusi gomotsentrikdir, sferik ko'zguniki – bunday emas. Shuning

uchun sferik ko'zguning optik o'qidan uzoqlashgan sari, undan qaytgan parallel nurlar ko'zguga yaqinroq nuqtalarda kesishadi.



**2.5-rasm.** Sferik aberratsiyani tushuntirish. Bu yerda  $C$  – sfera markazi,  $\Phi$  – ko'zgu fokusи

Parabolik ko'zguning sirti parabola deb ataluvchi geometrik egri chiziqni uning o'qi atrofida aylanishi natijasida hosil bo'lган sirtga o'xshash bo'ladi. Parabolik ko'zguga uning o'qiga parallel holda tushayotgan nurlar undan aks qaytadi va fokusida kesishadi. Ma'lumki, parabola, bu uning fokusidan va direktrisidan bir xil uzoqlikda joylashgan nuqtalar o'rnidir. Parabolaga tushayotgan yassi to'lqin frontining o'rni uning direktrisasi bilan ustma-ust tushadi. Demak, yulduzdan kelayotgan va parabolik sirtdan aks qaytgan parallel nurlar (yassi to'lqin fronti) uning fokusida kesishadi va yulduz tasvirini hosil qiladi.

Endi sferik ko'zguni parabolik ko'zgu ichiga shunday joylashti-raylikki, ularning optik o'qlari ustma-ust tushsin (2.5-rasmga qarang). Ko'zgularning optik o'qi yaqinida ikkala ko'zgudan aks qaytgan (paraksial) nurlar ularning umumiy fokusi  $F_0$  da kesishadi. Optik o'qdan uzoqda parabolik ko'zgudan qaytgan nurlar ham  $F_0$  da kesishadi. Biroq sferik ko'zgudan aks qaytgan va optik o'qdan chetdagи nurlar ko'zguga yaqinroq masofada kesishadi. Buning sababi, optik o'qdan uzoqlashgan sari sferik sirtni parabolik sirtdan chetlashishini kuchaya borishidir. Shuning uchun ayrim hollarda (masalan, Quyosh telesko-

vida) uzun fokusli sferik ko'zgular qo'llaniladi, chunki bunday ko'zgu paraksial (optik o'k yaqinidagi) nurlar uchun parabolik ko'zgudan farq qilmaydi. Biroq bunday sferik ko'zgu juda kam (1:30) optik kuchga ega va yulduzlarni kuzatishda yaramaydi. Yulduzlarni kuzatishda katta (1:3) optik kuchga ega teleskoplar qo'llaniladi.

Sferik ko'zguga yassi to'lqin fronti tushganda sferik aberratsiya ro'y beradi. Sferik ko'zguning sferik aberratsiyasini ko'zguga tushayotgan to'lqin frontini o'zgartirish yo'li bilan bartaraf etish mumkin. Bu amal sferik ko'zgu oldiga o'rnatiladigan va yassi to'lqin frontga hisoblagandek shakl beradigan yupqa linza yordamida bajariladi. Bu linza yassi to'lqin frontni shunday o'zgartiradiki, u sferik sirtdan qaytgach, linzaning fokusga nisbatan gomotsentrik frontga aylanadi.

Maksutov teleskopida bunday linzaning bir tomoni kichik egilikka ega botiq ikkinchisi esa qabariq sitrdan iborat va u menisk deb ataladi. Shmidt kamerasida bu linza murakkab shaklga ega. Bu linza, undan o'tayotgan yassi frontga shunday shakl beradiki, u sferik ko'zgudan qaytgach gomotsentrik frontga aylanadi.

Sferik linzalarning sferik aberratsiyasi linza sirtlarining egriligini tanlash yo'li bilan kamaytirilishi mumkin. Masalan, bir tomoni (yoritqichga qaragan) qabariq, ikkinchisi tekis linzaning sferik aberratsiyasi kam bo'ladi. Yuqorida ko'rilgan axromatik obyektivdagi flint linzani qabariq-botiq shaklda yasash yo'li bilan sferik aberratsiyani bartaraf etish mumkin. Bunday ikki linzali obyektiy endi apoxromat deb ataladi va unda sferik aberratsiya kuzatilmaydi va xromatik aberratsiya kuchsiz bo'ladi.

#### ***2.4. Optik o'qdan chetda kuzatiladigan aberratsiyalar va ularni kamaytirish yo'llari***

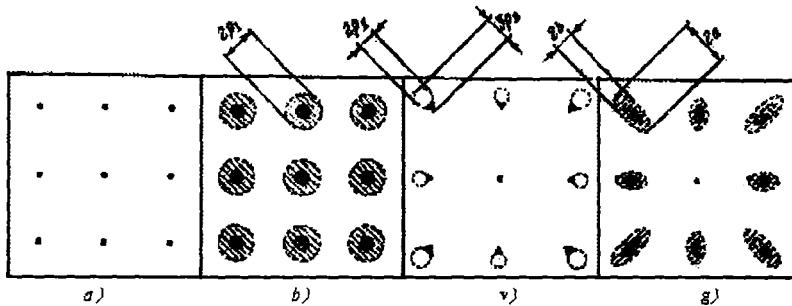
Biz yuqorida, optik o'qqa parallel nurlar hosil qilgan tasvirda kuzatiladigan aberratsiyalar bilan tanishib chiqdik. Bu tasvir optik o'qda yotadi. Obyektivga, uning optik o'qiga qiyshiq tushayotgan parallel nurlar hosil qiladigan tasvir optik o'qdan chetda hosil bo'ladi va bunday tasvirda o'qdan tashqi aberratsiyalar kuzatiladi. Bular koma, astigmatizm, ko'rish maydonining egrilanishi va distorsiyadir.

**a) Koma.** Yulduzdan kelayotgan va teleskopning optik o'qiga  $\theta$  burchak ostida tushayotgan parallel nurlari dastasi hosil qilgan yulduz tasviri bu aberratsiya tufayli o'qqa nisbatan radial yo'nalishda

cho'ziladi yoki tasvirda radial yo'nalishda «o'simta» paydo bo'ladi (2.6 v-rasmga qarang). Tasvirning cho'zilish miqdori tushish burchagiga  $\theta$  va obyektiv zonalari radiusi kvadratiga proporsional bo'ladi. Obyektivning chetki zonalaridan o'tgan nurlar uning markazidan o'tgan (paraksial) nurlarga nisbatan radial yo'nalishda cho'zilgan tasvirlar hosil qiladi. Koma obyektivning yorug'lik kuchi ( $A$ ) kvadratiga proporsional va yorug'lik kuchi kam obyektivlarda u tasviri ko'p buzmaydi.

Refraktorlarda bir-biridan ma'lum masofaga uzoqlashtirilgan ikki linzali tizmilar yordamida xromatik, sferik aberratsiyalar va koma bartaraf etiladi va bunday obyektiv **aplanat** deb ataladi.

Parabolik ko'zgularda koma kuchli bo'ladi va u teleskopning fokal tekisligi yaqiniga o'rnatilgan linza (afokal sistema) lar yordamida bartaraf etiladi. Ikki ko'zguli teleskopik tizimlarda (Kassegren, Ricchi-Kreten) bosh ko'zguning komasi maxsus hisoblashlar yo'li bilan tanlangan ikkinchi ko'zgu (u odatda, do'ng giperbolik sirtga ega) bilan bartaraf etiladi.



**2.6-rasm.** Optik o'qdan chetda kuzatiladigan aberratsiyalar. a) manbalar, b) sferik abberatsiya, v) koma, g) astigmatizm.

**b) Astigmatizm.** Bu nuqson hatto kam yorug'lik kuchga ( $A$ ) ega teleskoplarning optik o'qidan chetida kuchli bo'lishi mumkin. Astigmatizm obyektivga tushayotgan parallel nurlar bilan optik o'q orasidagi burchakning ( $\theta$ ) kvadratini (koma bu burchakning birinchi daramasiga proporsional) aperture ( $A$ ) ga ko'paytmasiga proporsional bo'ladi. Astigmatizm meredianal va ularga tik yo'nalishdagi sagittal nurlarning fokusi har xil bo'lishi bilan bog'liq.

Optik o‘qqa  $\theta$  buchak ostida tushayotgan parallel nurlar yo‘nalishidagi obyektivning eng katta kesimi meredional, unga tik yo‘nalishdagi kesim esa sagittal kesim deb ataladi. Meredional kesim fokusi bilan sagittal kesim fokusi orasidagi masofa obyektivning astigmatik farqi ( $f$ ) deb ataladi. Astigmatizm kuchli bo‘lsa, bu farq katta bo‘ladi va aksincha. Astigmatizm tasvirni buzmaydi deb hisoblanadi agar  $\lambda \leq 2\lambda/A^2$  bo‘lsa.

**v) Ko‘rish maydonining egriligi.** Obyektivning meredional va sagittal fokuslari o‘rtasidagi nuqtada tasvir eng aniq bo‘ladi. Biroq bu nuqta optik o‘qdan chetlashgan sari undagi tasvir fokal tekislikdan chetlasha boradi. Bu ko‘rish maydonining egriligini ko‘rsatadi. Ko‘rish maydonining egrilanishi  $\theta^2$  proporsional. Ko‘rish maydoni ikkinchi darajali egri sirtidan (sfera, paraboloid) iborat. Bunday holda, yaxshi tasvir olish uchun fotoplenkani shu sirt bo‘ylab joylashtirish (egish) kerak. Teleskop obyektivi ustolari fokal tekislikni yassi (tekis) sirt darajasiga yetkazishga harakat qiladilar. Bunday obyektiv **anastigmat** deb ataladi va bunga misol Kukning (Kuk – amerikalik mashhur optik usta) uch linzali obyektividir.

**g) Distorsiya.** Bu optik sirt nuqsoni yulduz tasviri markazini buzmaydi, biroq tasvir chetida to‘rtta uch hosil qiladi. Distorsiya bartaraf etilgan katta ( $5 \times 5^\circ$ ) astrograflar ixtiro etilgan. Masalan, O‘zFA Astronomiya institutining Kitob (Qashqadaryo) filialiga o‘rnatalgan astrograf to‘rtta linzadan iborat obyektivga ega va unda distorsiya yo‘q darajada kam.

O‘qdan chetda kuzatiladigan aberratsiyalar teleskopning yuqori sifatli tasvir hosil bo‘ladigan maydonini, ko‘rish maydonini, kichraytiradi. Masalan,  $5 m$  li Polomar (AQSH) teleskopining (yorug‘lik kuchi 1:3.3) qoniqarli ko‘rish maydoni diametri  $12 mm$ . Teleskop parabolik ko‘zgusining fokus masofasi  $17 m$  va uning  $12 mm$  li ko‘rish maydoni diametriga  $2,5$  yoy minuti to‘g‘ri keladi. Bu teleskopda Oy gardishi (burchakiy diametri  $31$  yoy minuti) chetlari koma tufayli noaniq ko‘rinadi. Bir xil shishadan yasalgan, biri musbat, ikkinchisi manfiy ikkita linzadan iborat Ross afokal sistemasi Polomar teleskopining ko‘rish maydoni diametrini  $15 sm$  gacha kattalashtiradi. Linzalar teleskopning fokusi yaqiniga o‘rnataladi va endi, Oy gardishi, uning markazidan chetigacha aniq ko‘rinadi.

Hozirgi paytda astrofizik tekshirishlarda keng qo‘llaniladigan Richi-Kretyen (amerikalik astronom va optik ustalar Jorj Richi (1864-

1945) va A. Kreten) teleskopi ikkita gi perbolik ko'zgudan iborat. Giperbolik ko'zguda mansiy (o'qdan chetdagi nurlar o'qdagi nurlardan uzoqroqda yig'iladi) sferik aberratsiya kuzatiladi. Bosh ko'zguning bunday sferik aberratsiyasi va kompasini maxsus hisoblab yasalgan ikkinchi gi perbolik ko'zgu tuzatadi. Richi-Kreten teleskopining astigmatizmi va maydonning egriligi, uning fokal tekisligi oldiga qo'yiladigan asferik shisha plastinka yordamida bartaraf etiladi.

## *2.5. Optik teleskoplarning turlari*

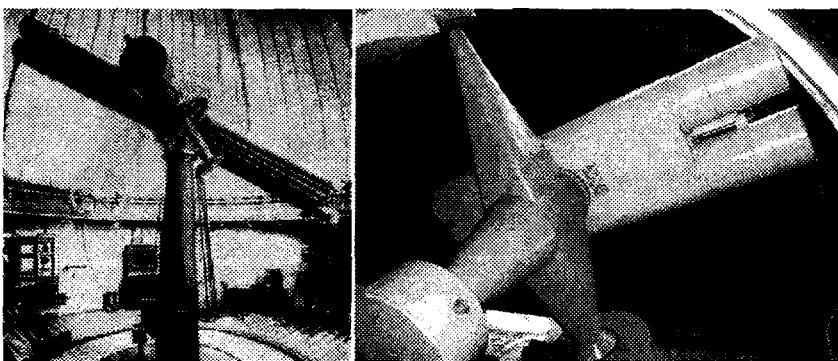
**2.5.1. Kuzatishlar uchun teleskop tanlash.** Astrofizik kuzatishlar, birinchidan, yorug'ligi va kattaligi bir-birinikidan juda katta farq qiladigan yoritqichlarni o'z ichiga olsa, ikkinchidan, tekshirishlar har xil spektral diapazonlarda olib borilishi mumkin, uchinchidan, qo'llanilayotgan nurlanish priyomniklari har xil spektral sezgirlikka va kvant chiqishga ega, to'rtinchidan, qo'yilgan masalalar har xil bo'lishi mumkin (masalan, yulduzlar osmonini sur'atga olish yoki birorta yulduzni alohida holda tekshirish).

Qo'yilgan astrofizik masalalardan chiqqan holda teleskop turi tanlanadi. Teleskopni yasashga kirishishdan oldin, unda bajariladigan tekshirishlarda qo'yilgan shartlardan (ajrata olish qobiliyati, ko'rish maydoni kengligi va boshqalar) chiqqan holda, uning optik sxemasi va qismlari sirtining egriligi va ularni bir-biriga nisbatan joylashtirilish uzoqliklari hisoblab chiqiladi va yasash uchun zarur xomashyolarning optik ko'rsatkichlari (masalan, sindirish koeffitsiyenti) beriladi. Optik usta yoki optik avtomat mashina maxsus nazorat tizimlari yordamida optik qismlarni yasaydi. Bu qismlar texnik buyurtmada belgilangandek ketma-ket optik o'qqa joylashtiriladi va mahkamlanadi. Tayyor teleskop maxsus nazoratdan o'tkaziladi va uning optik ko'rsatkichlari buyurtmadagiga mos kelsa, uni amalda qo'llashga ruxsat beriladi.

Optik teleskoplar uchta turga bo'linadi: 1) refraktor, ya'ni linzalardan yasalgan teleskop. Nurlarni yig'ish linzalarda ularni sinishi (refraksiyasi) ga asoslangan. 2) reflektor, ya'ni botiq ko'zgudan yasalgan teleskop. Nurlarni yig'ilishi botiq ko'zgudan aks qaytish natijasida ro'y beradi. 3) katadioptrik teleskop, ya'ni botiq ko'zgu va linzalar (menisk, korreksion plastinka va afokal sistema) dan yasalgan teleskop. Ular optik sxemasi yoki nurni yig'ish va tasvir hosil qilish

printipi, aberratsiyalarni bartaraf etish yo'llari va qanday ishlar bajarishga mo'ljallanganliklari bilan bir-biridan farq qiladilar.

**2.5.2. Refraktorlar.** Bunday teleskopga yulduzlar osmonini suratga tushirishga mo'ljallangan astrograflar (yuqorida tilga olingan Astronomiya institutining normal astrograf) misol bo'la oladi (2.7-rasm).



**2.7-rasm.** Normal astrograf (chapda) va qo'shaloq obyektivli astrograf (o'ngda).

Refraktorlar Quyosh va Oyni, sayyoralarini suratga olishda ham ishlataladi. Astrografda fotoplastinka yoki fotoplyonkaga tushirilgan yulduzlar osmoni surati olinadi, u negativ deb ataladi va negativ yulduzlarning aniq koordinatalarini o'lchashda qo'llaniladi.

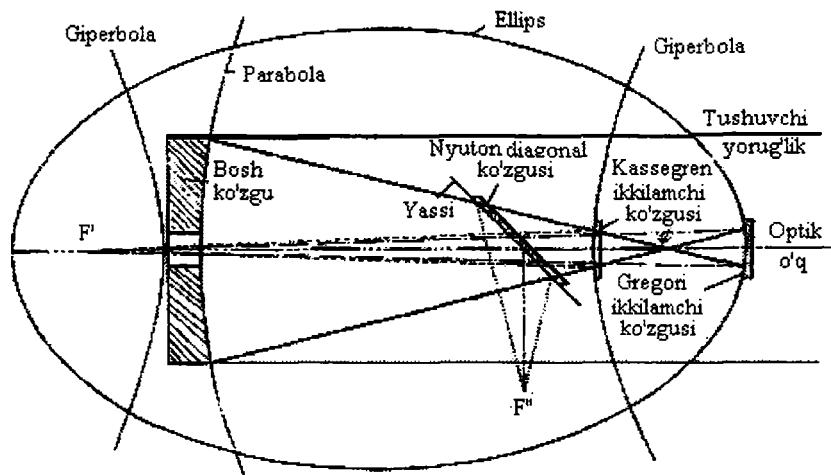
Ma'lumki, linzali obyektivlar xromatik aberratsiyaga ega. Bu kamchilik astrografda tor spektral diapazonda suratga olish orqali bartaraf etiladi. Har xil ranglarda refraktoring fokus masofasi har xilligi xromatik aberratsiya tusayli ro'y beradi. Xromatik aberratsiyani kamaytirish maqsadida, refraktor, qo'llanilishi ko'zda tutilgan nurlanish priyomnigining sezgirligi maksimumga mos keladigan spektral diapazon uchun hisoblanadi va yasaladi. Masalan, xromosfera teleskopi vodorod atomi spektral chiziqlarining birida ( $H_{\alpha}$ ) Quyoshni suratga olishga mo'ljallangan (2.23-rasm). Bu chiziq ichida (uning kengligi  $\sim 0,2 \text{ nm}$ ) xromatik aberratsiya ta'siri sezilmaydi. Fotografik astrografda sezgirlashtirilmagan oddiy emulsiya surilgan fotoplastinkaga (sezgirligi maksimumi  $\lambda_{max} = 420 \text{ nm}$ , o'tqazish sohasi kengligi  $\Delta\lambda = 100 \text{ nm}$ ) yulduzlar osmoni suratga olinadi. Oddiy

fotoemulsiyani sezish maksimumi ( $\lambda_{max}=420\text{ nm}$ , binafsha nurlar) ga to'g'ri keladi va fotografik astrograf (masalan, normal astrograf) ana shu binafsha nurlar uchun hisoblanadi va yasaladi.

Shuningdek, fotovizual astrograf ham qo'llaniladi. Uning obyektivi  $\lambda_{max}=550\text{ nm}$  uchun hisoblanadi. Rangli shisha filtr (nur sara lagich) va sezgirlashtirilgan fotoplastinka yordamida tor (100 nm) spektral diapazon ajratiladi va osmon yoritqichlari shu diapazonda suratga olinadi. Astrograflar yulduzlar osmonining keng sohasini suratga tushirishga mo'ljallanadi. Shuning uchun ularning yaxshi, sifatli ko'rish maydoni yetarli darajada keng bo'lishi kerak. Masalan, Kitob shahri (Qashqadaryo viloyati) yaqinidagi observatoriyada o'rnatilgan qo'sh quvurli (obyektivli) astrografning (2,7b-rasm) ko'rish maydoni  $5 \times 5^0 = 25\text{ kv gradusga teng}$ . Quvurlarning ikkalasi ham fotografik teleskop hisoblanadi. Bunday qo'sh quvurli teleskoplarning ayrimlarida quvurlardan biri fotografik nurlarda yulduzlar osmonini suratga olsa, ikkinchisi fotovizual (550 nm) nurlarda oladi. Astrograf suratxonada qo'llaniladigan fotokameraga o'xshaydi. Teleskop quvurining osmonga qaratiladigan uchiga bir necha linzadan (ular optik abberatsiyalarini kamaytirish maqsadida tanlanadi) iborat obyektiv va qarama-qarshi uchiga esa fotoplastinka solingan kasseta o'rnatiladi. Bunday obyektiv, odatda, keng ko'rish maydonga ega va bu maydon ichida optik abberatsiyalar yetarli darajada (diffraktion gardishchadan chetga chiqmaydigan) kamaytirilgan bo'ladi. Tor spektral oraliq (diapozon) da kuzatishga mo'ljallangan teleskoplarda xromatik abberatsiya ta'siri juda kam bo'ladi, biroq sferik abberatsiya, koma, astigmatizm yetarli darajada kamaytirilgan bo'lishi shart.

**2.5.3. Reflektor va teleskopik tizimlar.** Bunday teleskoplarning nur yiguvchi qismi, obyektivi, botiq ko'zgu bo'lib, u teleskop quvuri yoki tanasining quyi (pastki) qismiga o'rnatiladi (2.8-rasm). Bosh ko'zguning nur qaytaruvchi sirti parabolik (parabolani o'qi atrofida aylanishdan xosil bo'lган сирт) shaklga ega va uning fokusi teleskop quvri ichida bo'ladi. Fokusni quvur tashqarisiga chiqarish maqsadga muvofiqlimdir. Buni bir necha usullari bor va har xil kuzatishlar bajarishga imkon beradigan bir necha optik elementlardan tashkil topgan teleskopik tizimlar ishlab chiqilgan. Bu tizimlar ularni ishlab chiqqan olimlarning nomlari bilan ataladilar. Masalan, N'yuton, Kassegren, Gregori va Richi-Kreten tizimlari. N'yuton tizimida parabolik bosh ko'zguning fokusi oldiga, uning optik o'qiga

45° burchak ostida kichik yassi ko'zgu o'rnatiladi. Bu yassi ko'zgu obyektivdan qaytgan va yig'ilayotgan nurlarni yon tomonga qaytaradi. Kichik (u odatda bosh ko'zgudan o'n marta kichik) yassi ko'zgu bosh ko'zguning markaziy qismini bekitib turadi. Bu uning optik kuchini biroz kamaytiradi, xolos. Kassegren tizimida bosh parabolik botiq ko'zguning fokusi (u **bosh fokus** deb ataladi) oldiga, undan ma'lum uzoqlikda, optik o'qqa tik holda qabariq giperbolik ko'zgu o'rnatiladi va undan qaytgan va yig'ilayotgan nurlar bosh ko'zguning o'rtasidagi teshikdan o'tib, uning orqasida, kassegren fokusida, kesishadi va tasvir hosil qiladi.



2.8-rasm. N'yuton, Kassegren, Gregori va Richi-Kreten teleskopik tizimlarda osmon yoritqichidan kelayotgan (rasmda o'ngdan) nurlarning yo'li.  $F'$  – Kassegren, Richi-Kreten va Gregori fokusi,  $F''$  – N'yuton fokusi.

Bunday tizimning ekvivalent fokus masofasi

$$F_s = F_1 \cdot F_2 / (F_1 + F_2 - d) \quad (2.8)$$

formula yordamida hisoblanadi va tizimning asosiy ko'rsatkichi hisoblanadi. Bu yerda  $F_1$  – bosh ko'zguning (botiq parabolik),  $F_2$  – qo'shimcha(qabariq giperbolik) ko'zguning fokus masofalari,  $d$  – ko'zgular orasidagi masofa. O'lchash va nazorat qilish asboblari Kas-

segren fokusiga o'rnatiladi. Kassegren teleskopi uzun fokus masofaga, kichik ko'rish maydon va kam ( $\leq 1:15$ ) optik kuchga ega, bu nuqtai nazardan Richi-Kreten teleskopi (u Kassegren tizimi singari tuziladi, biroq ko'zgularning ikkalasi ham giperbolik) ikki martakuchli. Gregori tizimida ikkinchi ko'zgu (u botiq elliptik shaklga ega) bosh fokusning orqasiga o'rnatiladi va undan qaytgan nurlar bosh (parabolik) ko'zgu o'rtasidagi teshikdan o'tib uning orqasida yig'iladi.

N'yuton tizimi xromatik va sferik aberratsiyalardan holi, biroq optik o'qdan chetda kuzatiladigan barcha aberratsiyalarga ega va ular o'qdan chetlashgan sari tez sur'atlar bilan kuchayib boradi. Kassegren va Gregori tizimlarining ekvivalent fokus masofalari uzun bo'lgani uchun ularning ko'rish maydonlari kichik bo'ladi. Ularda koma va astigmatizm tasvirni deyarli buzmaydi. Bunday tizimdagи teleskoplar yulduzlarni alohida - alohida tekshirishda qo'llaniladi. Yetarli darajada keng va yaxshi sifatli ko'rish maydoniga ega bo'lgan reflektor amerikalik astronom va optik ustalar J. U. Richi (1864-1945) va A. Kreten tomonidan ishlab chiqilgan.

Richi-Kreten teleskopi Kassegren teleskopiga o'xshash, biroq ikkala ko'zgu ham giperbolik sirtga ega. Bosh ko'zguning sferik aberratsiyasi (u manfiy) va komasi ikkinchi ko'zgu yordamida bar-taraf etilgan. Fokal tekisligi oldiga o'rnatilgan korrektor (u bir necha yupqa linzalardan iborat) astigmatizm va maydon egrilagini bartaraf etadi. Biroq bu teleskopning ham ko'rish maydoni katta emas, u odatda bir kv gradusni tashkil etadi. Bunday teleskoplarning nisbiy teshigi  $A=1:7\sim1:9$  oraliqda bo'lib, katta bosh ko'zgu qo'llanilganda uzun fokus masofaga ega bo'ladi. Richi-Kreten tizimining optik kuchi, huddi shunday Kassegren teleskopinikidan ikki marta katta. Shuning uchun hozirgi zamon astrofizik teleskoplarining ko'pchiligi (ayniqsa, katta teleskoplar) Richi-Kreten tizimida yasalgan. Shunday teleskoplardan ikkitasi O'zFA Astronomiya institutining Maydanak Baland Tog' Observatoriyasida o'rnatilgan. Yetarli darajada katta yorug'lik kuchiga va uzun fokus masofaga ega bunday teleskop yulduzlarni yorug'ligini o'lchashda va spektrini olishda yaxshi samara beradi. Yuqori kattalashtirishga ega bunday teleskoplar tungi osmon fonida xira yulduzlarni qayd qilishga imkon beradi. Biroq o'ta xira yulduzlarni qayd qilishda Richi-Kreten teleskopi yaramaydi, chun-ki uning yorug'lik kuchi (1:8) kam. Katta yorug'lik kuchga ega teleskoplarni katadioptrik teleskoplar orasidan qidirish kerak.

### Hozrigi zamonning eng katta optik teleskoplari

<i>Teleskop</i>	<i>Kuzgusi diametri, m</i>	<i>Bosh ko'zgusi xususiyati</i>	<i>O'rnatilgan joy</i>	<i>Loyiha sheriklari</i>	<i>Bahosi, mln. \$</i>	<i>Ishga tushirilgan yil</i>
KECK I KECK II	10 10	parabolik, ko'pseg- mentli (qurama), aktiv	Mauna Kea, Gavay, AQSh	AQSh	94 78	1994 1996
EKT (to'rtta teleskop)	4x8.2	yupqa, aktiv	Paranal, Chili	EJO, 9 ta Evropa davlatlari	200	1998
JEMINI, Shimoliy- Janubiy	8 8	yupqa, aktiv	Mauna Kea (Gavay), Sero Pachon, Chili	AQSh (25%), An- gliya (25), Kanada, Chili,	176	1998 2000
SUBARI	8.2	yupqa, aktiv	Mauna Kea	Yaponiya	100	1998
KBT (bino- kulyar)	2x8.4	qalin kataksimon	Grahm to- g'i, Ariz- ona, AQSh	AQSh, Italiya	75	1998
HET (Hobbi- Eberli)	11	ko'pseg- mentli, sferik	Foulkas tog'i, Texas, AQSh	AQSh, Germaniya	13.5	2001
AKT	6		qalin	Rossiya		1976
JAKT	11	HET tipidagi	Suzerland, Janubiy Afrika	Janubiy Af- rika Res- publikasi	10	2005- 2007
EKT	35	HET tipidagi		AQSh	200	2012
	100	Ko'pseg- mentli (qura- ma), sferik		Germaniya, Shvetsiya, Daniya va b.	1000	2020

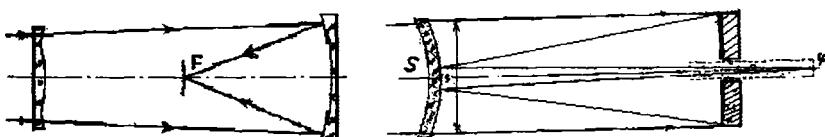
Izohlar: KECK – homiy Keck nomiga atalgan teleskop; EKT – Eng Katta Teleskop; JEMINI – qo'shaloq teleskoplar Shimoliy va Janubiy; KBT – katta binokulyar teleskop; HET – homiyalar Hobbi va Eberli nomiga atalgan teleskop; AKT – azimutal katta teleskop; JAKT – janubiy Afrika katta teleskopi; EKT – Eberli katta teleskopi;

## 2.5.4. Ko‘zgu + linzali (katadioptrik) teleskoplar

a) **Shmidt kamerasi.** Katta yorug‘lik kuchi va keng ko‘rish maydoniga ega teleskopik tizim XX asrning 20-yillarda eston optigi B. Shmidt (1879-1935) tomonidan ishlab chiqilgan. Shmidt teleskopida nur yiguvchi sifatida sferik ko‘zgu qo‘llaniladi. Ko‘zguning egilik markaziga korreksion shisha plastinka o‘rnataladi (u ko‘zgu oldida va undan  $r=2F$  masofada joylashtiriladi).

Gardishsimon plastinkaning ko‘zguga qaragan tomoni sirti aylana to‘lqinsimon shaklga ega (o‘rtasidagi do‘nglik uni o‘rab turuvchi chuqurlik bilan o‘ralgan). Yassi to‘lqin frontini plastina shunday o‘zgartib o‘tkazadiki, natijada sferik aberratsiya, koma va astigmatizm to‘la bartaraf bo‘ladi. Bunday teleskopning fokal tekisligi egri bo‘ladi va unga fotoplyonka tortiladi, ya’ni fotoplyonkaga fokal sirt singari egrilik beriladi. Shmidt teleskopining ko‘rish maydoni bir necha o‘n kvadrat gradusni tashkil etadi. Teleskop yulduzlar osmonini rasmga tushirishga mo‘ljallanganligi uchun u Shmidt kamerasi deb ataladi. Eng katta Shmidt kamerasi Tautenberg Observatoriysiда (Germaniya) o‘rnatalgan. Uning korreksion plastinasi diametri 134 sm, sferik ko‘zgusiniki esa 203 sm,  $F=4$  m va  $A=1:3$ , ko‘rish maydoni  $3^{\circ}4 \times 3^{\circ}4$ .

b) **Maksutov teleskopi.** Keng ko‘rish maydoniga ega katadioptrik teleskopning yana bir turi rus astronomi va optigi D.D. Maksutov (1896-1965) tomonidan 1941 yilda kashf etilgan (2.9-rasm). Bu teleskopda nur yig‘uvchi sferik ko‘zguning sferik aberratsiyasi yupqa, ikkala sirti qariyb bir xil egrilikka ega, linza yordamida bartaraf etiladi. Sirtlarning egrilik radiuslari ayirmasi  $\Delta R=R_1-R_2$ , linza qalinligining 0,6-0,7 qismiga teng. Linzani sferik ko‘zgu fokusidan biroz oldinroqqa o‘rnatish va uning qalinligini tanlash yo‘li bilan koma bartaraf etiladi. Maksutov teleskopi juda kalta teleskopdir. Linza **menisk** deb ataladi va uning sirti sferik shaklga ega va bu uni yasashni yengi-



2.9-rasm. Shmidt kamerasi (chapda) va Maksutov teleskopları (o‘ngda) ning optik sxemasi.

lashtiradi. Shmit plastinasini yasash ko'p mehnat talab qiladi. Biroq mensk ko'zgu oldiga hisoblashlarda belgilangandek juda aniq o'rnatilishi zarur. Gurjiston FA Abastuman observatoriyasida o'rnatilgan Maksutov teleskopi meniskining diametri 70 sm, sferik ko'zguniki 96,6 sm, fokus masofasi 210 sm ga teng. Teleskopning uzunligi 320 sm ga teng. Fokal sirti Schmidt kamerasinikiga o'xshash egri bo'ladi.

Maksutov tizimi teleobyektivlarda qo'llaniladi. MTO-1000 deb ataladigan teleobyektiv unga misol bo'la oladi. Quyoshni rasmga oluvchi teleskoplardan biri (u menskli fotogeliograf deb atada) da Maksutov tizimi qo'llanilgan. Bu teleskopik tizimlarda menisk sferik ko'zguning fokal sirti oldiga (ko'zguga yaqinroq) o'rnatilgan va uning ko'zguga qaragan tomoni o'tasiga kichkina doyira shaklda alyuminiy qatlama yotqizilgan. Sferik ko'zgudan qaytgan yig'iluvchi nurlar undan qaytib ko'zgu o'tasidagi teshikdan Kassegren tizimidagi singari o'tadi va teleskopning fokal tekisligida tasvir hosil qiladi. Teleskopning fokal tekisligi ko'zgu orqasida joylashgan. Katadioptrik, ya'ni ko'zgu va linzadan iborat teleskoplar sirasiga hozirgi paytda keng qo'llaniladigan Richi-Kreten teleskopi ham kiradi.

**2.5.5. Optik tizimni sozlash va fokusga keltirish.** Bir necha optik elementlar (ko'zgu va linza) dan iborat optik tizimni kuätzlichga qo'llashdan oldin uni yustirovka (optik sozlash) va fokusirovka qilish lozim. Ko'zgu (linza) ning markazidan unga va fokal tekislikka tik holda o'tuvchi chiziq **teleskopning optik o'qi** deb ataladi. Optik elementlar (botiq ko'zgu, linza, menisk) ning optik o'qlarini bir chiziqqa keltirish yustirovka qilish, to'g'rilash deyiladi. Demak, teleskopning optik o'qi uni tashkil etuvchi optik elementlarning ham markazidan, ularga tik holda o'tadi. Nur qabul qiluvchi asbobning nur sezuvchi qatlami ham optik o'qqa tik holatda o'rnatilishi kerak.

Optik element (linza, menisk), odatda, teleskop quvuri ichiga uchta tayanch nuqtaga o'rnatiladi. Ular optik elementni o'q bo'ylab bir necha mm ga oldinga yoki orqaga surishga va o'qqa nisbatan bir necha gradusga burishga imkon beradi. Yustirovka qilish uchun obyektiv oldiga kichik (1-2 mm) teshikli ekranni shunday joylashtiramizki, u faqat obyektivning markaziy qismidan nur o'tkazsin. Agar nur manbai nuqtaviy manba bo'lsa, uning tasviri optik o'qda yotadi. Tasvirni teleskop quvuri o'tasiga keltiramiz. Shundan keyin boshqa optik elementlarni birin-ketin optik o'qqa o'mata boshlaymiz va nazorat qilib boramiz. Ular tasviri optik o'qdan chetga chiqmasliklari kerak.

Agar optik tizim yig‘ilgan bo‘lsa, uni tekshirish uchun yorug‘ nuqtasimon manbaga yo‘naltiramiz va quvurning quyi qismiga, bir-biriga diametrial tik tortilgan iplar kesishish joyidan tizim orqali manbaga qaraymiz. Bunda optik sirtlardan nurni aks qaytishi natija-sida hosil bo‘lgan yorug‘ nuqtalar ko‘rinadi. Yaxshi yustirovka qilin-gan optik tizimda nuqtalar bir chiziqa yotadi.

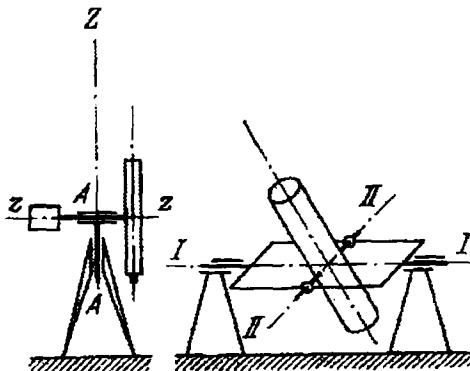
Teleskopni fokusga keltirish uchun yordamchi (ikkinchisi) ko‘zguni yoki teleskopning kamera qismini optik o‘q bo‘ylab oldinga yoki orqaga suriladi (optik tizim shunday qilish imkoniyatiga ega bo‘ladi). Teleskopning fokal tekisligi fotoplastinkaning nur sezuv-chi sirtiga tushiriladi. Bu ishni kassetani oldinga va orqaga surib, har xil masofalarda yulduzlar osmonini suratga olish yo‘li bilan bajarish mumkin. Eng aniq tasvir bergen masofa teleskopning fokus masofasi bo‘ladi. Vizual kuzatishlarda fokusga keltirish okulyar o‘rnatilgan quvrchanli oldinga yoki orqaga surish yo‘li bilan bajariladi.

**2.5.6. Teleskopni o‘rnatish va aylantirish.** Osmon yoritqichlari-ning gorizontga nisbatan vaziyati vaqt bo‘yicha asta-sekin o‘zgarib boradi. Bu, avvalo, Yerni o‘z o‘qi atrofida sutkaviy aylanishi bilan bog‘liq. Shuningdek, yoritqichning haqiqiy harakati yoki Yerning Quyosh atrofida aylanishi bilan bog‘liq bo‘lgan ko‘rinma harakat tufayli uning gorizontga nisbatan vaziyati o‘zgarib boradi.

Kuzatish mobaynida yoritqich teleskopning ko‘rish maydonidan chiqib ketmasligi uchun teleskopni yoritqichning ko‘rinma harakati yo‘nalishida u bilan bir xil tezlikda aylantirish kerak bo‘ladi. Bundan tashqari, har xil yo‘nalishdagi osmon yoritqichlarini teleskopda ko‘rish uchun teleskopni ikkita o‘q atrofida aylantirish zarur bo‘ladi. Bu ishni ikki xil usul bilan bajarish mumkin va shunga ko‘ra teleskopni o‘rnatishning ikkita usuli mavjud. 1) azimutal qurilma, 2) ekvatorial qurilma.

**a). Azimutal qurilma.** Ma’lumki, osmon yoritqichlarining gori-zontal koordinatalari, azimuti  $A(t)$  va balandligi  $h(t)$  vaqt bo‘yicha o‘zgarib boradi. Agar teleskop qo‘zg‘almas bo‘lsa, yulduz uning ko‘rish maydonidan chiqib ketadi. Kuzatish mobaynida yoritqich teleskopning ko‘rish maydonida qolishi uchun uni ikki o‘q, gori-zontal va vertikal o‘qlar atrofida aylantirish kerak.

Teleskopni gorizontal va vertikal o‘qlar atrofida aylantirishni ta’minlaydigan qurilma **azimutal montirovka (montirovka, qurilma)** yoki o‘rnatish deb ataladi. Azimutal qurilma, odatda, komp’yuter



**2.10-rasm.** Azimuthal qurilma.

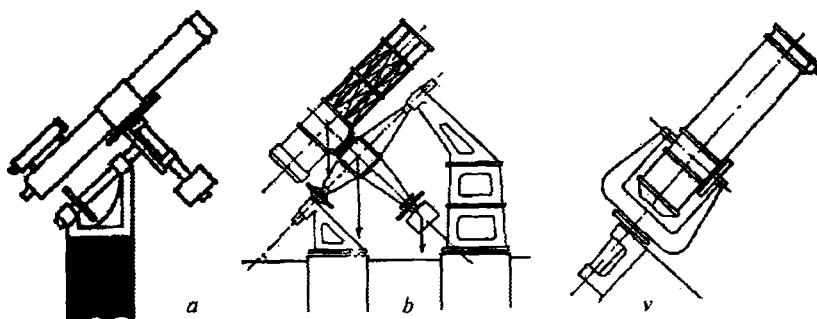
yordamida boshqariladi va katta aniqlik bilan yoritqichni ko‘rish maydonida ushlab turishga imkon beradi. Azimuthal qurilma asosan katta optik va radio- teleskoplarda qo‘llaniladi. Masalan, Rossiya FA ning 6 m li teleskopi BTA (Bolshoy Teleskop Azimutalniy) azimuthal qurilmadir. Bunday qurilmani qurishdan maqsad o‘nlab tonna keladigan ko‘zgu ortilgan teleskop o‘qlarining egilishini kamaytirishdir.

**b) Ekvatorial qurilma va uning turlari.** Osmon yoritqichlari ning sutkaviy ko‘rinma harakati olam o‘qi atrofida ro‘y beradi . Ekvatorial qurilmaning o‘qlaridan biri olam o‘qiga parallel qilib o‘rnatiladi. **Soat mexanizmi** deb ataladigan elektr mator tishli g‘ildiraklar va aylanma harakatni uzatuvchi tayoqlar orqali teleskop quvurini olam o‘qi atrofida yoritqich bilan bir xil tezlikda aylantiradi. Soat mexanizmi ishga tushirilgach, yulduz teleskopining ko‘rish maydonidan chiqib keta olmaydi.

Har xil og‘ish burchakka ega osmon yoritqichlari tomon teleskopni yo‘naltirish uchun uni olam o‘qiga tik bo‘lgan o‘q atrofida ham aylantirishga to‘g‘ri keladi. Ikkala o‘qqa soat va graduslarga bo‘lingan diametri ~0,6 m keladigan aylana gardishlar o‘rnatilgan. Agar yoritqichning ekvatorial koordinatalar ( $\delta, t$ ) i ma’lum bo‘lsa, ular yordamida teleskopni yoritqich tomon yo‘naltirish mumkin. Bu qurilma **ekvatorial qurilma** deb ataladi.

Ekvatorial qurilmaning uch xil turi mayjud: nemischa, inglizcha va ayrisimon (amerikancha). Nemischa turdag‘i ekvatorial qurilma balandligi teleskop quvurining uzunligidek keladigan vertikal tayanch

ustun uchiga o'rnatiladi. Nemischa qurilma oldindan ma'lum geografik kenglik uchun yasalishi yoki joyning geografik kengligiga moslaydigan tizim bilan jihozlangan bo'lishi kerak. Vertikal tayanch ustunni ko'tarib turadigan oyoqchalar va kenglikka moslaydigan tizim yordamida qurilmaning sutkaviy aylanish o'qi olam o'qiga parallel qilib qo'yiladi.



**2.11-rasm.** Ekvatorial qurilmalar. a) nemischa, b) inglizcha,  
v) amerikancha.

Inglizcha turdag'i ekvatorial qurilma meridian bo'ylab o'rnatilgan ikkita temir beton tayanch ustunlar ustiga qo'yiladi. Ustunlar shunday balandlikda yasalganki ular ustiga qo'yilgan teleskop quvuri o'rnatiladigan tananing aylanish o'qi olam o'qiga parallel bo'ladi. Teleskop quvuri ana shu tananing o'rtasiga, unga tik holda o'rnatilgan o'qning bir tomoniga o'rnatiladi, o'qning ikkinchi tomoniga muvozanat toshi yuklanadi. Teleskop quvuri hamma vaziyatlarda muvozanatda bo'lishi shart. Soat mexanizmi ustunlarning biriga o'rnatiladi va teleskop tanasini osmon bilan birlgilikda aylantiradi.

Ayrisimon turdag'i ekvatorial qurilmada teleskop yuklanadigan ayri dastasi qiyshiq (joyning geografik kengligiga mos) asosga tik holda o'rnatiladi. Teleskop quvri o'rnatiladigan o'q esa, ayri shoxlariga joylashtiriladi. Sutkaviy aylanish qiyshiq asosga tik o'q atrofida bo'ladi va soat mexanizmi yordamida ayri dastasi aylantiriladi.

Yulduzlarni kuzatishga mo'ljallangan teleskop yulduz soati bo'yicha yuradigan soat mexanizmi yordamida, Quyosh teleskopi esa o'rtacha Quyosh soati bo'yicha olam o'qi atrofida aylantiriladi.

Yulduz teleskopi bir yulduz soatida 150 burchakka olam o‘qi atrofida aylantiriladi.

**2.5.7. Teleskopni aniq yo‘naltirishni ta’minlash.** Soat mexanizmining nosozliklari yoki teleskopning o‘rnatirilishi bilan bog‘liq xatolar tufayli yoritqich teleskopning ko‘rish maydonida asta - sekin u yoki bu tomonga siljishi mumkin. Bunday siljishlar, ayniqsa, yulduzlar osmonini suratga olishda zararligidir. Ular ta’sirida yulduz tasviri cho‘zinchoq bo‘lib chiqishi mumkin. Buni oldini olish maqsadida teleskopni to‘g‘ri yo‘naltirilishi kuzatuvchi shaxs yoki avtomat tomonidan nazorat qilinib turilishi kerak. Bu maqsadda teleskoplarda asosiy quvur (teleskopi) yonida unga parallel yordamchi kichikroq quvur (teleskop) qo‘llaniladi. Bu teleskopchaning ko‘rish maydoni bosh teleskopnikidan katta bo‘ladi va uning ko‘rish maydoniga bir-biriga tik sim-ip tortib qo‘yiladi yoki bir-biriga tik ikki just chiziq chizilgan tiniq shisha o‘rnatiladi. Chiziqlar teleskopning optik o‘qida kesishadilar. Kuzatuvchi tekshirilayotgan yoritqichni yoki boshqa biror oldindan tanlangan yorug‘ yulduzni chiziqlar kesishgan joyda turishini nazorat qilib boradi. Agar nazorat yulduzi kesimdan chiqsa mikrometrik vintlar yordamida teleskopni o‘qlar atrofida burib yulduz tasvirini iplar kesishgan joyga keltiradi. Bu ish teleskopni yo‘naltirishni to‘g‘rilash, «gidirlash», yordamchi teleskopcha esa gid yoki yo‘naltiruvchi deb ataladi.

Hozirgi zamон teleskoplarida bunday ishlar avtomatlар yordamida bajariladi. Boshqarish uchun tanlangan yulduzning tasviri kichik teshik orqali fotoelektrik priyomnikka tushiriladi. Tasvirni siljishi natijasida hosil bo‘lgan elektrik signal mikrometr vintlarni aylantiruvchi motorchalarga beriladi. Motorchalar tasvirni siljishi natijasida buzilgan elektrik muvozanat tiklanguncha teleskopni o‘qlari atrofida buradi. Bu amal ishchi signallarining notabiiy o‘zgarishini bar-taraf etish yo‘li bilan ham bajarilishi mumkin.

## Savollar

1. Nega astrofizik tekshirishlar uchun maxsus teleskop tanlash zarur?
2. Refraktor qanday astronomik kuzatishlarda qo‘llaniladi?
3. Reflektorning bosh ko‘zgusi va bosh fokusi nima va ular teleskop tanasining qaysi qismida joylashadilar?

4. Qanday teleskopik tizimlar mavjud va ular bir-birlaridan nima bilan farq qiladilar?
5. Hozirgi zamон astrosizikasida keng qo'llaniladigan teleskopik tizimni tariflab bering.
6. Shmidt kamerasi va Maksutov teleskopida qanday ishlar bajariladi?
7. Optik tizimni sozlash va fokusirovka qilish qanday bajariladi?
8. Teleskop qanday o'rnatiladi va yo'naltiriladi?

## **2.6. Radioteleskoplar va ularning asosiy ko'rsatkichlari**

**2.6.1. Radioteleskopning vazifasi va tuzilishi.** Radioteleskop osmon yoritqichlaridan kelayotgan radionurlanishni yig'ish, o'lchash va qayd qilish uchun qo'llaniladi. Osmon yoritqichlaridan kelayotgan radiosignalr, odatda, tutash spektr singari uzuksiz chastotalalar ketma-ketligidan iborat. Shuning uchun osmon yoritqichlari dan uzuksiz radio chastotalalar ketma-ketligida kelayotgan radio signalr radionurlanish deb ataladi. Radionurlanish ham yuqorida ko'rilgan optik nurlanish singari atom o'tishlar, zarralarni to'qnashishi hamda ulami elektr va magnit maydonda qarshilikka uchrab tezligini kamayishi (tormozlanishi) natijasida ajralib chiqadigan radio kvantlarning uzuksiz ketma-ketligidan iborat. Radio kvantlar energiyasi juda kichik, bir *mikro eV*dan bir necha *milli eV* largacha etadi. Bu radio kvantlarga uzunligi bir necha mm dan birnecha o'n metragacha radio to'lqinlar mos keladi.

Radioteleskop ikki qismdan iborat bo'ladi: antenna va priyomnik (signal qabul qiluvchi). Antenna osmon yoritqichidan kelayotgan radionurlanish (radio to'lqinlar) ni aks qaytaradi va qaytgan bu nurlanish antennaning fokusida yig'iladi. Yig'ilgan nurlanish to'lqin tashuvchilar yordamida priyomnikka uzatiladi. Amaldagi radiopriyomniklar, shuningdek, radioteleskopda qo'llaniladigan priyomniklar ham, ma'lum chastotalardagi radiosignalarni qabul qiladi. Priyomnikning qabul chastotasi ( $v$ ) bir necha yuz mega va giga-gerslar ( $Mgs$ ,  $Ggs$ ) oraliq ida bo'ladi, ularga mm (bir mm ga 300  $Ggs$  chastota mos keladi) dan o'nlab m (bir  $m$  ga – 300  $Mgs$ ) largacha to'lqin uzunliklar ( $\lambda$ ) mos keladi ( $\lambda=c/v$ ). Yer atmosferasining radio darchasi kengligi ming  $Mgs$  (optik darchaning kengligi bir  $Mgs$  dan kichik). Priyomnikning o'tkazish (sezish va qayd qilish)

polosasi bir Mgs atrofida bo'ladi va bu optik nurlanish priyomnigi o'tkazish polosasidan million marta katta.

Osmoñ yoritqichlarining radionurlanishi keng o'tkazish polosaga ega priyomnik yordamida o'chansada u juda kuchsiz bo'ladi. Radio nurlanishni qayd qilish uchun yuzasi optik teleskopnikidan ming marta katta yuzadan yig'ishga, demak, juda katta antennalar qurishga va qo'llashga to'g'ri keladi. Radionurlanishni yig'ish optikada qo'llaniladigan printsipga asoslangan. Bu yerda antenna, masalan, parabolik antenna, reflektorda bosh ko'zgu, bajargan ishni bajaradi va u singari o'rnatiladi, yo'naltiriladi va aylantiriladi. Radioteleskopning antennasi televidenieda qo'llaniladigan va uylarning tomiga o'rnatiladigan parabolik antennaga o'xhash bo'ladi. Televideenie antennalari qo'zg'almas, chunki radio eshittirish tarqatuvchi Yer yo'ldoshi unga nisbatan qo'zg'olmas vaziyatda bo'ladi, to'g'rirog'i, Yer shari bilan bir xil yo'nalishda va tezlikda aylanadi.

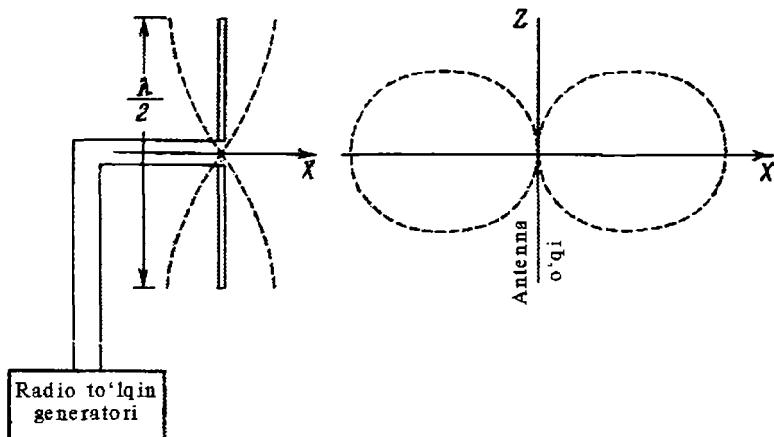
Radioteleskopning qabul qiluvchi qismi yoki priyomnigi esa juda tor (kengligi bir Mgs) qayd qilish polosaga ega, demak, u ma'lum uzunlikdagi to'lqinlarnigina qabul qila oladi. Ya'ni, u kundalik hayotda qo'llaniladigan radiopriyomniklarga o'xshab ketadi va ma'lum chastotalarda ishlaydi. Radioteleskop priyomnigi monoxromatik yoki yakka to'lqinni qayd qiluvchi priyomnikdir. Priyomnikning bu xususiyati u bilan qo'llanilayotgan antenna qanday bo'lishini belgilaydi, yoki berilgan antennaga har qanday priyomnik ham to'g'ri kelavermaydi. Shuning uchun radioteleskoplar har xil bo'ladi va ma'lum astrofizik masalani yechishga mo'ljallanadilar. Priyomnikda nurlanishga ishlov berilgandan keyin u qayd qilinadi.

### **2.6.2. Antennaning turlari va asosiy ko'rsatkichlari.**

**a) Dipollardan iborat antenna.** Radioto'lqinlarni hosil qilish va efirga tarqatishda umumiy uzunligi to'lqin uzunligining yarmiga teng bo'lgan ikkita metall tayoqchadan foydalanish mumkin (bu tayoqchalar, yarim to'lqin dipol yoki Gers dipoli deb ataladi). Tayoqchalarning biri yuqori chastotali o'zgaruvchan tok hosil qiluvchi generatorning bir qutbiga, ikkinchisi esa, ikkinchi qutbiga ulanadi va ochiq fazoga chiqarib, bir to'g'ri chiziq yo'nalishida joylashtiriladi (2.12-rasm). Generator ishga tushirilganda antenna tayoqchalari atrofida o'zgaruvchan elektromagnit maydon hosil bo'ladi va bu maydondan barcha tomoniga elektromagnit to'lqinlar tarqalaboshlaydi. Radio aloqada bu yuqori chastotali to'lqinlarga past chastotali to-

vush to'lqinlari yuklanadi (chastota modulatsiyasi) va iste'molchiga yetkaziladi.

To'lqinning quvvati tayoqchalarga tik yo'nalishlarda maksimal qiymatga va tayyoqchalar yo'nalishida nol qiymatga ega bo'ladi. Yo'nalishlar bo'yicha quvvatni taqsimlanishi antennanening **yo'naltirilish diagrammasi** deb ataladi.



**2.12-rasm.** Yarim-to'lqin dipol antenna va unda elektromagnit to'lqinlarni hosil bo'lishi va tarqalishi. O'ngda antennani yo'naltirilish diagrammasi.

Bunday dipol antenna radio signallarni qabul qilishi ham mumkin. Buning uchun tayoqchalarni priyomnik qutblariga ulash kerak. Endi tayoqchalar qabul qiluvchi antennaga aylandi va uning yo'naltirilish diagrammasi va qabul qiladigan to'lqinlari uzunligi tarqatishda qanday bo'lsa shundayligicha qoladi. Antennanening bu xususiyati **almash-tirish prinsipi** deb ataladi.

Qabul qiluvchi antenna atrofini o'rabi turuvchi  $S$  yuzaga ega sirtga tushayotgan yassi elektromagnit to'lqinlarning faqat uzunligi tayoqchalar uzunligiga mos keladiganlarigina dipolda va u orqali priyomnikda o'zgaruvchan tok hosil qiladi. Priyomnikda hosil bo'lgan bu o'zgaruvchan tok endi dipol atrofida o'zgaruvchan maydon hosil qiladi va tushayotgan elektromagnit to'lqin quvvatining bir qismi qayta sochila boshlaydi. Qayta sochilayotgan quvvatning qiymati pri-

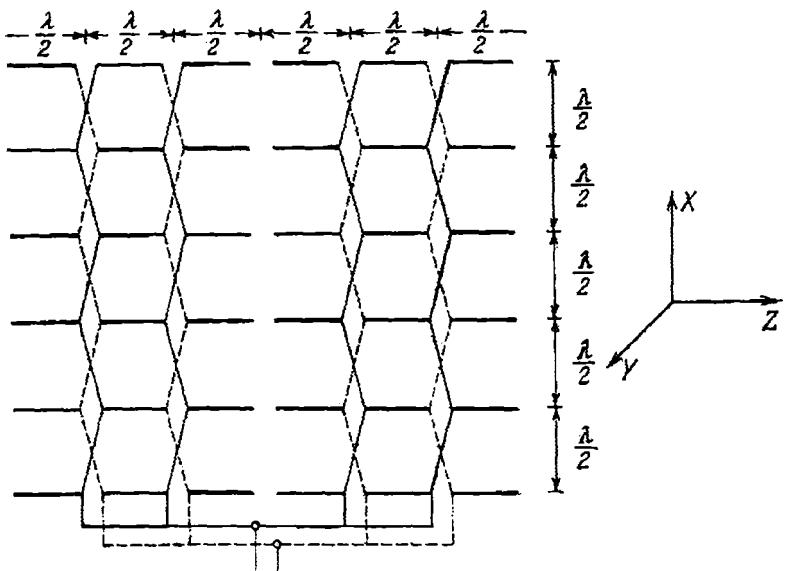
yomnikning xususiyatlariga bog‘liq va eng yaxshi hollarda tushayotgan quvvatning 50 foizigina priyomnikda yutiladi va qayd qilinishi mumkin. Shuning uchun antennaning qabul qiluvchi yoki effektiv yuzasi  $S_A$ , uni o‘rab turuvchi sirtning yuzasidan ancha kichik bo‘ladi va dipol o‘qiga tik yo‘nalishda u

$$S_A = G \cdot \lambda^2 / 4\pi. \quad (2.9)$$

Bu yerda  $G$  – yo‘naltirilish diagrammasini belgilovchi ko‘rsatkich. Dipol antenna uchun  $G = 1,64$  va  $S_A \approx \lambda^2/8$ . Bu yuza  $\lambda=1$  m bo‘lganda  $0,12$   $m^2$  dan oshmaydi. Masalan, Quyoshdan  $\lambda=1$  m to‘lqinda kelayotgan radionurlanish oqimi  $F_0 = 10^{-11} \text{ vt/m}^2$  ni tashkil etadi va bitta dipol bu oqimning o‘ndan birini ( $F=F_0 \cdot S_A$ ) qabul qiladi va unga ulangan eng sezgir priyomnik ham uni qayd qila olmaydi.

Bitta dipoldan iborat antennaning yo‘naltirilish diagrammasi juda keng ( $130^\circ$ ) bo‘ladi va unga Quyosh bilan birgalikda butun osmondan kelayotgan radio shovqin ham tushadi va qayd qilinadi. Shuning uchun bunday antenna yaramaydi. Agar dipol orqasiga, undan  $\lambda/8$  masofada, qaytaruvchi yassi ekran yoki uzunligi dipolnikiga teng keladigan metall sim qo‘ylsa, antennaning sezgirligi kuchayadi. Ekran orqadan kelayotgan to‘lqlarni to‘sadi, oldindan kelayotganlarni esa dipol tomon qaytarib beradi (tomlardagi radio, televizor antennalari shunday yasalgan, bir nechta parallel tayoqchalaridan iborat va ularni ayrimlari dipol, boshqalari esa ekran vazifasini bajaradi). Albatta, bu antennalarni radioteleskop antennasi sifatida ishlatib bo‘lmaydi. Chunki, ularning yo‘naltirilish diagrammasi juda keng va effektiv yuzasi kichik.

Biroq ko‘plab dipollarni yonma-yon qo‘yib, ulardan bir necha qatorlar tuzib, tayoqchalarini ma’lum tartibda ulash mumkin (2.13-rasm). Tomonlari  $a=n_1\lambda/2$  va  $b=n_2\lambda/2$  bo‘lgan yuzaga  $n_1 \times n_2$  ta dipol o‘rnatish mumkin va bunday antenna keng yuzaga tushayotgan radionurlanishni yutadi va uning effektiv yuzasi bitta dipolnidan  $a \times b$  marta oshadi, yo‘naltirilish diagrammasi (bosh “yaproq”) esa kichrayadi va kichik yon “yaproqchalar” paydo bo‘ladi. Bunday antenna sinfaz antenna deb ataladi va u izotrop (yakka) to‘lqin yig‘uvchiga (2.9 formula) qaraganda  $a \times b$  marta ko‘p ( $S_A = 4\pi ab/\lambda^2$ ) to‘lqin yig‘adi. Sinfaz antennaning yo‘naltirilish diagrammasi zy va  $xz$  tekisliklarda  $\theta_{\sqrt{2}}(a) = 65^\circ \cdot \lambda/a$ ,  $\theta_{\sqrt{2}}(b) = 65^\circ \cdot \lambda/b$  kenglikka ega.



**2.13-rasm.** Yarim-to'lqin dipollardan tuzilgan sinfaz antennada dipollarni ularash sxemasi (yuqorida) va sinfaz antennanining yo'naltirilish diagrammasi (pastda).

Bu yerda  $\theta_{1/2}$  diagrammaning maksimal sezgirligi yarmiga teng sezgirlikka ega yo'nalishlari orasidagi burchak. Dipolar sonini ko'paytirish yo'li bilan sinfaz antenna tomonlari  $a$  va  $b$  ni kattalash-tirish, demak, antennanining yo'naltirilish diagrammasini kichraytirish mumkin. Masalan, Rossiya Fanlar Akademiyasi Fizika Insti-

tutining Katta Sinfaz Antennasi (KSA) 64 yonma-yon joylashtirilgan 256 dipol qatorga ega va uning yuzasi  $200 \times 400$  m. Bu antenna 3 m to'lqinda ishlaydi va uning yo'naltirilish diagrammasi bosh yaprog'ining kengligi  $2,1^{\circ}$  ga teng, bu KSA-64 ning ajrata olish kuchini belgilaydi. Odam ko'zining ajrata olish kuchi (gradiusning 60 dan biri) bilan solishtirganda bu juda past ajratish demakdir. Bunday antennani aylantirib, osmonning ixtiyoriy tomoniga yo'naltirib bo'lmaydi. U yordamida joy meredianidan o'tayotgan osmon radio manbaidan kelayotgan radionurlanishni o'lichash mumkin. Ikkinchidan, di pollardan tuzilgan antenna, odatda, metr radio diapazonida ishlashga mo'ljallangan. Qisqa radio diapazonda yaxlit shaklda ishlangan yig'uvchi antenna qo'llaniladi. Bunga misol parabolik antennadir (tomlardagiga o'xhash).

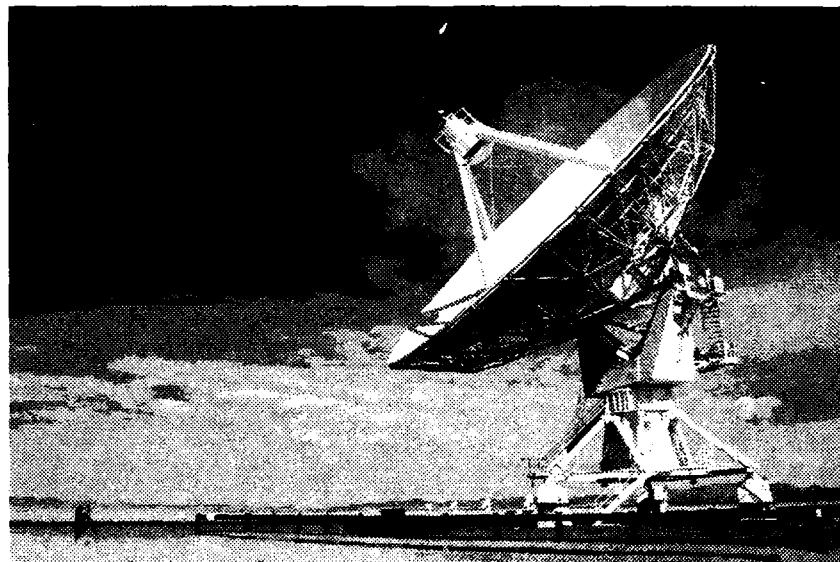
**b) Parabolik antenna.** Radioteleskoplarda parabolik antennalar keng qo'llaniladi. Uning antennasi diametri birnecha metrdan katta bo'ladi va u osmonning ixtiyoriy tomoniga yo'naltirilishi mumkin. Katta antennalar katta optik teleskoplar singari azimuthal qurilmaga o'matiladi va u vertikal va gorizontal o'qlar atrofida aylantirilishi mumkin. Antenna oldiga, uning fokusiga, uch oyoqli qurilma yordamida nurlangich, ya'ni antenna tomonidan nurlantiriladigan qurilma, o'matiladi. Nurlangich oddiy dipol yoki to'lqin tashuvchi (mamlum kenglikdagi metall quvr shaklida) sifatida yasaladi va antennadan aks qaytgan va yig'ilayotgan to'lqinlar unda yutiladi (quvur orqali priyomnikka uzatiladi) va kabel orqali priyomnikka uzatiladi. Optik teleskop obyektivi chetida ro'y bergandek parabolik antenna chetida ham radio to'lqinlar difraksiyalanadi va bu jarayon radioteleskopning ajrata olish kuchini chegaralaydi. Reley shartiga ko'ra  $D$  diametrli antennada ikkita bir-biriga yaqin joylashgan radiomanba alohida-alohida ko'rindi, agar ular orasidagi burchak ( $\alpha$ ) ning sinusi  $\sin(\alpha) \geq 1,22 \cdot \lambda / D$  bo'lsa. Bu erda  $\lambda$  qabul qilinayotgan to'lqinlar uzunligi.

Obyektivi diametri bir m bo'lgan optik teleskopda, yashil ( $\lambda = 530 \text{ nm}$ ) nurlarda  $\sin(\alpha) = 0,6 \cdot 10^{-6}$  radian. To'lqin uzunligi  $0,5 \text{ m}$  bo'lgan radionurlanishda bunday ajratishga erishish uchun parabolik antennaning diametri  $D = 1000 \text{ km}$  bo'lishi kerak! Bunday antennani yasash mushkul masala. RATAN – 600 nomli Rossiya FA radioteleskopi diametri  $600 \text{ m}$  bo'lgan sferik sirtning kengligi  $7,4 \text{ m}$  kesimidan iborat va u  $cm$  diapozonda balandlik bo'yicha 5 yoy minuti ajrata olishga ega. Bu odam ko'zinikidan uch marta kamdir. RATAN-

600 ning yo'naltirilish diagrammasi pichoqsimon, yani azimuth bo'yich tor, biroq balandlik bo'yicha juda kengdir.

Radioteleskop ajrata olishini kuchaytirishning yana bir yo'li sinfaz antennadir. Hozirgi zamonda dunyoda eng kuchli antenna VLA tar-moqlari 19 va 21 km keladigan Y harf shakldagi temir yo'llar bo'yab yurgiziladigan 27 ta bir xil kattalikdagi parabolik antennalardan iborat (antennalardan biri 2.14 rasmda tasvirlangan, uning diametri 25 m). VLA ning yo'naltirilish diagrammasi qalamsimon va uning kengligi sm diapozonda bir yoy sekundidan kichik.

Parabolik antenna to'rsimon yoki yaxlit metaldan yasaladi. Uning sirtini matematik aniq parabolik sirtdan chetlashishlari (note-kisliklari) antenna ishlaydigan to'lqinlar uzunligini to'rtdan bideridan oshmasligi kerak (masalan, sm diapazonda bu ikki mm demakdir). To'rsimon antenna yengil bo'ladi va uning to'ri kataklarining kattaligi qabul qilish mo'ljallanayotgan to'lqin uzunlikdan kichik bo'lishi kerak (masalan, bir metr diapazonda ishlashga mo'ljallangan to'rsimon antenna kataklari kengligi bir metrdan kichik bo'lishi kerak).



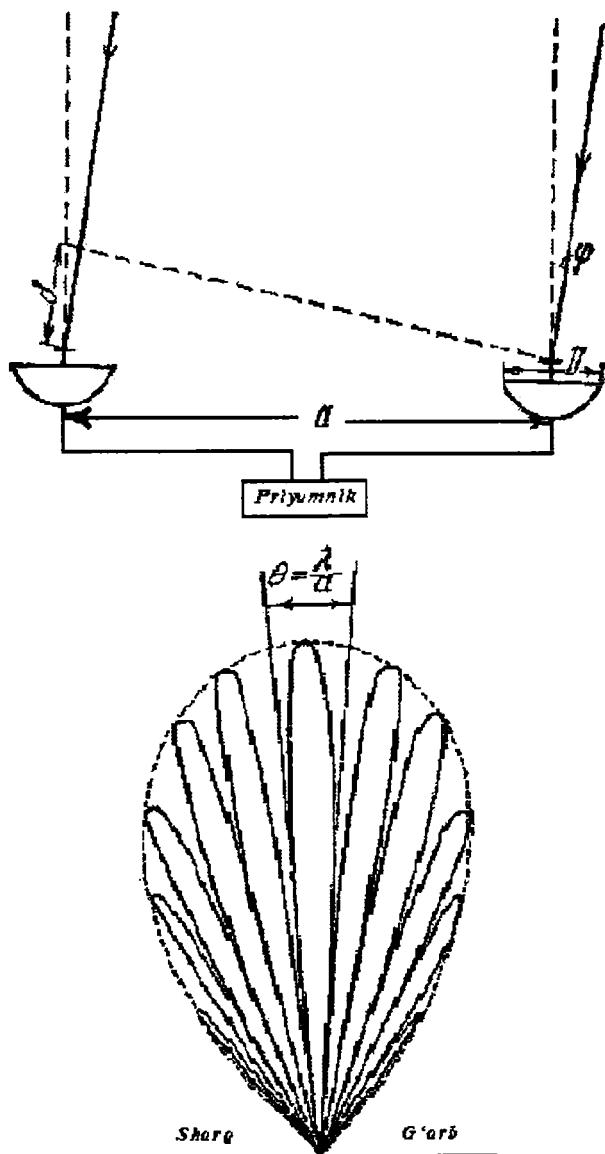
**2.14-rasm.** Parabolik antenna. VLA ning 27 ta antennalaridan biri.

Doira shakldagi parabolik antennanining yo'naltirilish diagrammasi konussimon ko'rinishga ega va uning yarim maksimal intensivlikda kengligi  $\theta_{1/2} = 60^\circ \cdot \lambda/D$  ga teng va u radioteleskopning ajrata olish kuchini ko'rsatadi. Zomin tumanining Supa qo'riqxonasida qurilayotgan radioteleskop antennasining diametri 70 m. Bu antenna  $\lambda=4\text{ sm}$  da odam ko'zidek ( $\alpha=2'$ ) ajrata olish kuchga ega bo'ladi. Bu antennada 4, 8 mm larda ham kuzatish mumkin bo'ladi, u holda, antennanining ajrata olishi ko'znikidan o'n marta kuchayadi. Biroq bu hali optik teleskoplarnikidan ancha kam. Radioteleskoplarni ajrata olish kuchini ko'chaytirish usullari mavjud. Ulardan biri biz yuqorida ko'rgan sin-faz antennadir. Radioteleskop ajrata olishini kuchaytiradigan usul-lardan yana biri to'lqinlarning interferentsiyasiga asoslangan.

**2.6.3. Radiointerferometr (RI) lar.** Agar bir-biridan  $\alpha$  masofada joylashgan va bitta priyomnikka ulangan ikkita dipol ( $A$  va  $B$ ) ga ularni tutashtiruvchi chiziq bilan  $\alpha \neq 90^\circ$  burchak ostida radionurlanish tushsa, to'lqinlarning interferentsiyasi ro'y beradi. Antennalarga tushayotgan radionurlanishlar bir-birlaridan  $\Delta\phi = \varphi_A - \varphi_B = 2\pi(\arcsin(\alpha/\lambda))$  fazasi siljishga farq qiladilar. Natijada to'lqinlar interferentsiyalananadi, yani ikki antennadan kelayotgan to'lqinlarning fazalar farqi  $\Delta\phi = \pi, 3\pi, 5\pi, \dots$  bo'lganlari bir-birini so'ndiradi va  $\Delta\phi = 0, 2\pi, 4\pi, \dots$  bo'lganlari esa, aksicha, kuchaytiradi. So'ngan to'lqinlar  $\sin(\alpha_1) = \lambda/2a$ ,  $\sin(\alpha_2) = 3\lambda/2a, \dots$  ga mos kelgan  $\pm\alpha_1, \pm\alpha_2, \dots$  yo'nalishlarda va kuchaygan to'lqinlar esa  $\sin(\alpha_0) = 0$ ,  $\sin(\alpha_3) = \lambda/a$ ,  $\sin(\alpha_4) = 2\lambda/a, \dots$  ga mos keladigan  $\pm\alpha_0, \pm\alpha_3, \dots$  yo'nalishlarda ro'y beradi. Bunday qo'sh antennali radioteleskopning yo'naltirilish diagrammasi ko'p "yaproqli" bo'ladi va yaproqlarni o'rtasidagisi ( $\alpha = \alpha_0$ ) maksimal kuchaytirishga ega. Markaziy quvvatning yarmiga mos keladigan sathda yaproqchaning kengligi interferometrni ajrata olish kuchini belgilaydi va u  $\theta_{1/2} = 60^\circ \cdot \lambda/a$  ga teng. Yaproqchalar bitta antennaga mos keladigan diagramma ichiga joylashadilar. Antennalar orasidagi masofa  $a$  qancha katta bo'lsa, yaproqchalarning soni shuncha ko'p va kengligi shuncha kichik bo'ladi, ya'ni qo'sh antennali radioteleskopning ajrata olish kuchi shuncha yuqori bo'ladi.

RI kuzatishlarda di pollar emas, balki ikkita parabolik antenna birgalikda qo'llaniladi, ya'ni ular bitta priyomnikka ulanadi va ularдан kelayotgan to'lqinlar interferentsiyalananadi.

Antennalar bir-birlaridan o'nlab (hatto minglab) km uzoqlikda joylashtiriladi. Bunday radioteleskop **radiointerferometr** deb atala-



**2.15-rasm.** Radiointerferometrning sxemasi va yo'naaltirilish diagrammasi.

di va uning ajrata olish kuchi bir necha burchakiy yoy sekundini tashkil etadi. Antennalar orasidagi masofa **interferometning bazisi** deb ataladi. Masalan bazisi  $10 \text{ km}$  bo'lgan interferometr  $\lambda=1 \text{ m}$  da  $\theta_{1/2} = 21'', 6$ ,  $100 \text{ km}$  bo'lgani esa,  $\theta_{1/2} = 2''$ , 1 ajrata olish kuchiga ega. Bu radioastronomik kuzatishlarning ajrata olish kuchini optik teleskoplardagiga yaqinlashtiradi. Hozirgi zamon radioastronomiyasida bazisi minglab km bo'lgan radiointerferometrlar qo'llanilmoqda. Ularda juda yuqori aniqlikka ega atom soatlar bo'yicha bir vaqtida o'lchashlar bajariladi va olingen o'lhash natijalari qo'shib ishlovdan o'tkaziladi. RI kuzatish usuli ikkitadan ko'p antenna yordamida ham bajarilishi mumkin. Bir nechta parabolik antennalarini ma'lum tartibda joylashtirish va qo'llash yo'li bilan RI ning ajrata olish kuchi optik teleskoplarnikidan o'zib ketdi.

Bunday radiointerferometr antennalaridan biri Yer yuzidagi birorta qit'ada (masalan Amerika) bo'lsa ikkinchisi Osiyoda bo'lishi mumkin. Ikkala antenna atom soatlar bo'yicha bir vaqtida biror kosmik radionurlanish manb'aidan kelayotgan to'lqinlarni bitta priyomnikka yuboradi. Bu to'lqinlar priyomnikka ma'lum faza siljishi bilan keladi va interferentsiyalanadi va natijada faza siljishi  $\Delta\varphi = 0$  yoki  $2\pi \dots$  bo'lganlari bir-birini kuchaytiradi,  $\Delta\varphi = \pi$  yoki  $3\pi \dots$  lar esa, aksincha, o'chiradi. Bunday amal bugungi kunda qo'llanilmoqda va yaxshi samara bermoqda. Masalan, AQSh, Rossiya va Australiyadagi radioteleskoplar bir vaqtida o'lchaslar bajarmoqda.

**2.6.4. Apertura sinteziga asoslangan radioteleskop.** Yakka parabolik antennaya yoki dipollardan tashkil topgan sinfaz antenna aperturasi to'la ishlaydigan radioteleskop (RT) deb ataladi. Bunday RT ning ajrata olish kuchi va signalni kuchaytirishini uning o'lchamlari (diametri) belgilaydi. Biroq RI larda radiosignalr antenna qiyshiq burchak ostida tushadi va ularning yuzasi to'la ishlamaydi. Shunga qaramasdan RI ning ajrata olish kuchi kattalashadi. Shuning uchun tomonlari  $a$  va  $b$  bo'lgan to'rtburchak yuzaga  $n$  ta antenna o'rnatish o'miga shu to'rtburchakning diagnallari kesishgan nuqtadan boshlab uning ikki uchi va ularga qarshi tomoni yo'nalishda  $Y$  shaklda joylashtirilgan  $\sqrt{n}$  ta antenna bilan to'rtburchakni ichi to'ldirib ishlangan antenna kuchi va ajrata olishiga erishish mumkin. Bunday shaklda joylashtirilgan parabolik antennalar temir yo'llar bo'ylab harakatga keltirilishi mumkin. Hozirgi kunning eng kuchli radioteleskopi Eng Katta Zanjir (Very Large Array, N'yu Meksiko, AQSh) ana

### Eng katta va kuchli radioteleskoplar

Nomi va yili	Antenna turi,	Joyi	Chastota, to‘lqin uzunligi	Ajrata olish kuchi	Ilmiy masalalar
VLA, Eng katta zanjir, 1990-y.	27 ta 25 m parabolik antenna Y (elkalari 21 va 19 km) joylashgan	N’yu Meksiko, AQSh	300 Mgts (bir m) dan 300 Ggts (sm gacha)	1,3 sm da 0,1'', 21 sm da 2''	Merkuriyda suv, yulduzlar atrofida tojlar, Galaktikada mikrovazalar
Grin Benk, 2000-y	100 m parabolik,	Garbiy Virjiniya, AQSh	Bir necha yuz ming Mgts, dan yuz Ggts gacha	To‘la aylanuvchi, $\Delta\delta$ va $\Delta\alpha$ bo‘yicha 0.0010	Kvazarlar, kometalarda molekulalar, yulduz hosil qiluvchi obyektlar
RATAN-600, 1970-y.	Parabola kesimi, 7,4x2 m, D=600 m, 895 ta shitdan iborat	Zelenchug, Shimoliy Kavkaz, Rossiya	300 Mgts (bir necha m) dan 300 Ggts (bir sm gacha)	Azimut ( $\Delta t$ ) bo‘yicha 2'', balandlik – yoy minutlari	Quyosh tojida radio chaqnashlar, kvazarlar, pulsarlar, radio galaktikalar
Arsebio RT, 1963-y	Serik antenna, 305 m,	Puerto Riko	300 Mgts, m dan 100 Ggts, 3 sm gacha	0.0010	Atomar va molekulyar koinot xaritalari, pulsarlar.
RT-70 2015-y	Parabolik, yaxlit, diametri 70 m, eng katta submillimetr teleskop	Supa, Zomin, O’zbekiston	1000 Ggts, 4 mm, 8 mm, 300 Mgts	1"	Kvazarlar, pulsarlar, yulduz hosil qiluvchi bulutlar

**Izohlar:** VLA, Very Large Array, eng katta zanjir; RATAN-600, Rossiya fanlar akademiyasining radioteleskopi;  
RT-70, Radioteleskop-70.

shunday ishlangan va har birining diametri 25 m bo'lgan 27 antennadan iborat. Birorta kosmik radio manbaga qaratilgan bu antennalardan kelayotgan radio signallar qo'shib komp'yuterda tahlil qilinadi va radiomanba radio xaritasi tuziladi unda radio temperaturani taqsimlanishi tekshiriladi. Bunday radioteleskop **aperturalar** (ko'plab antennalar) **sintezi** (qo'shib tahlil qilish) ga asoslangan deb ataladi. Bunday radioteleskop antennalariga radio manba signallari 12 soat davomida (radio manba gorizont ustiga chiqqandan to botgungacha) har xil burchak ostida tushadi va qayd qilib boriladi. Yarim sutka davomida to'plangan o'xhash natijalari komp'yuterda tahlil qilinadi va radio manbaning radioxaritasi tuziladi. Bunday xaritalarda radio manbalarning ichki tuzilishi yuqori aniqlikda o'rganildi.

#### **2.6.4. Radioteleskopning asosiy ko'rsatkichlari.**

**a) Radioteleskopning ajrata olish kuchi.** Agar parabolik antennaning fokusiga dipol o'matib uni generatorga ulasak, undan tar-qalayotgan elektromagnit to'lqinlar antenna sirtidan aks qaytib projektor nuri dastasiga o'xhash radio to'lqinlar dastasini hosil qiladi. Bu dasta parallel to'lqinlar dastasi bo'lmay, balki u ko'zgudan uzoqlashgan sari kengayib boruvchi dastaga aylanadi. Buning sababi, antenna (projektor ko'zgusi) chetida to'lqinlarning difraksiyalanish hodisasidir va dastaning kengayish burchagi  $\varphi$  ko'zguning diametri ( $D$ ) ga teskari va radio to'lqin uzunligi ( $\lambda$ ) ga to'g'ri proporsional bo'ladi  $\phi(\lambda, D)=57^\circ, 2/D$ . Agar generator  $P^s(\phi, \theta)$  quvvatli to'lqinlar chiqarayotgan bo'lsa, u antennadan sochilayotgan quvvat  $P_s^\lambda(\phi, \theta)$  bilan quyidagicha bog'langan bo'ladi.

$$P^\lambda = \iint_{\Omega} P_s^\lambda(\phi, \theta) d\phi \cdot d\theta , \quad (2.10)$$

bu yerda  $\Omega$  – fazoviy burchak va  $\phi=0, \theta=0$  teleskopning elektrik (optik o'qqa o'xhash) o'qiga to'g'ri keladi. Bu yo'nalishda sochilayotgan quvvat maksimal bo'ladi.

**b) Antennaning effektiv yuzasi va kuchaytirishi.** Agar  $F_\lambda$  radio oqimning spektral zichligi bo'lsa va  $S_{eff}(\phi, \theta)$  antennaning  $\phi$  va  $\theta$  yo'nalishdagi kesimiga proporsional yuza bo'lsa, u holda, priyomnikka tushayotgan radio oqim quvvati  $P_s^\lambda(\phi, \theta) = F_\lambda \cdot S_{eff}(\phi, \theta)$ . Odatda sochilayotgan quvvat izotrop manba (yakka dipol) dan bir fazoviy burchak ichida sochilayotgan quvvat  $P_s^\lambda(\phi, \theta) = \frac{F_\lambda \cdot \lambda^2}{4\pi}$  bir-

liklarida ifodalanadi va u  $(P_\lambda(\varphi, \theta))$  radioteleskopning kuchaytirishi ni belgilaydi.  $F_\lambda(\varphi, \theta) = \frac{P_s^\lambda(\varphi, \theta)}{P_e^\lambda(\varphi, \theta)} = \frac{4\pi S_{eff}(\varphi, \theta)}{\lambda^2}$ . Antennanining kuchaytirishi  $\varphi=\theta=0$  yo'nalishda maksimal qiymatga ega bo'ladi.  $F_\lambda(\varphi, \theta)$  – antennanining yo'naltirilish diagrammasini ifodalaydi. Antennanining elektrik o'qida  $S_{eff}(0, 0) = \gamma S_{ge}$  maksimal qiymat qabul qiladi va  $\gamma = 0,5 \div 0,7$ ,  $S_{ge} = \pi \cdot D^2 / 4$  antennanining kirish teshigi yoki aperturasi yuzi. Ko'p dipolli sinfaz antennalarda kuchaytirish darajasi  $F_\lambda(0, 0)$  ko'plab minga etadi.

To'lqin tarqatuvchi antenna uchun yuqorida chiqarilgan formulalar va ko'rsatkichlar radionurlanishni qabul qiluvchi radioteleskop uchun ham qo'llanilishi mumkin. Bunda  $S_{eff}(\varphi, \theta)$  radioteleskop antennasining  $\varphi$  va  $\theta$  yo'nalishda qabul qiluvchi yuzasi,  $F_\lambda(\varphi, \theta)$  – shu yo'nalishda sezgirligi yoki kuchaytirishi.  $F_\lambda(\varphi, \theta)$  – funksiyaning geometrik o'rni teleskopning yo'naltirilish diagrammasini ifodalaydi. Diagrammaning  $F_\lambda(0, 0)$  yoki  $F_\lambda(\varphi, 0) = F_\lambda(0, 0)/2$  yo'nalishlari orasidagi burchak radioteleskopning ajrata olish kuchi ni ko'rsatadi. U, odatda,  $\theta_{1/2}(\lambda, D) = 1,03 \cdot \lambda/D$  radianga teng bo'ladi. Radioteleskopning effektiv yuzasi, uning yo'naltirilishi va kuchaytirishi bilan bog'liq muhim ko'rsatkich hisoblanadi.

$$S_{eff}(\varphi, \theta) = \frac{F_\lambda(\varphi, \theta) \lambda^2}{4\pi}. \quad (2.11)$$

Bu yerda  $\frac{\lambda^2}{4\pi}$  – izotrop ideal antennanining bir birlik fazoviy burchakka mos keladigan yuzasi. Qabul qilinayotgan nurlanish oqimining quv vati  $P_\lambda(\varphi, \theta) = \frac{F_\lambda(\varphi, \theta) \cdot \lambda^2}{4\pi}$  ga teng va uning birligi  $vt/sr \cdot gs$ . Berilgan radioteleskop yordamida spektral oqimi zichligi ( $F_\lambda$ ) ma'lum bo'lgan manbadan kelayotgan oqim ( $P_\lambda(\varphi, \theta)$ ) turli xil  $(\varphi, \theta)$  yo'nalishlarda o'chanadi va bu yo'nalishlarda antennanining kuchaytirishi

$$F_\lambda(\varphi, \theta) = \frac{4\pi \cdot P_\lambda(\varphi, \theta)}{F_\lambda \lambda} \text{ formula yordamida hisoblanadi.}$$

Radioteleskopning boshqa ko'rsatkichlari keyinroq, priyomnik lar bilan tanishish jarayonida, ko'rildi. Hozir kosmik fazodan turib,

Yerning sun'iy yo'ldoshlarida astrofizik kuzatishlar olib borishda qo'llaniladigan asboblar bilan tanishamiz.

## Savollar

1. Radioteleskopni qo'llashdan maqsad.
2. Antenna turlari va ularni bir-biridan farqi.
3. Antennanining yo'naltrilish diagrammasi va kuchaytirishi.
4. Antennanining effektiv yuzasi va kuchaytirishi.
5. Antennanining ajrata olish kuchi.
6. Radiointerferometr nima, u qanday maqsadda qo'llaniladi?

### *2.7. Kosmik astrofizik tekshirish asboblari*

**2.7.1. Kosmik astrofizik tekshirishlarning xususiyatlari.** Osmon yoritqichlari nurlanishining ko'p qismi Yer yuziga yetib kelmaydi. Bular qisqa to'lqinli gamma ( $\lambda < 0,01 \text{ nm}$ ), rentgen ( $0,01\lambda < 10 \text{ nm}$ ), ultrabinafsa (u eng chetki UB –  $10 < \lambda < 40$ , uzoq UB –  $40 < \lambda < 200$ , yaqin UB –  $295 < \lambda < 395 \text{ nm}$  larga bo'linadi) nurlanishning  $\lambda < 295 \text{ nm}$  lari va uzun to'lqinli infraqizil IQ (u yaqin IQ –  $0,75 \text{ mkm}$  dan bir mkm gacha, o'rta IQ –  $4 \text{ mkm}$  dan  $10 \text{ mkm}$  gacha, uzoq IQ –  $10 \text{ mkm}$  dan  $100 \text{ mkm}$  gacha) nurlarning  $10 \text{ mkm} < \lambda < 1000 \text{ mkm}$ . Bu nurlarda tekshirishlar bajarish uchun o'lchash asbobini Yer atmosferasidan tashqariga olib chiqish kerak bo'ladi. Bu ishni samolyotlar va aerostatlar (30 km), baland uchar geofizik raketalar (100 km), Yerning sun'iy yo'ldoshlari (ESY, 200 km dan baland) va avtomatik kosmik stansiyalar (AKS) bajaradi. Osmon yoritqichlari spektrining bu diapazonlarida maxsus teleskoplar va nurlanish priyomniklari qo'llaniladi.

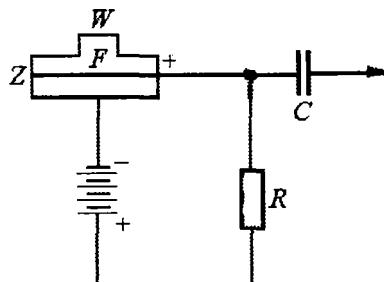
Osmon yoritqichlarining rentgen va gamma nurlarini kosmik nurlar deb ataluvchi yuqori energiyali ( $10^{20} \text{ eV}$  gacha) zaryadlangan zarralar (atom yadrolari) ummonida qayd qilishga to'g'ri keladi. Kosmik nurlar energiyasi bo'yicha rentgen va gamma kvantlar ketma-ketligining yuqori energiyali chegarasidan boshlanadi.

**2.7.2. Kosmik nurlar astrofizikasi.** O'tgan asr boshlarida boshqa elektrik manbalari ta'siridan butunlay himoyalangan elektroskopning elektrsizlanishiga e'tibor qaratilgan edi. Demak, qoplamlar orasidagi gaz (havo) tashqaridan kirayotgan nurlanish ta'sirida

mudom ionlantirilib turiladi. Bir necha vaqt bu ionlantiruvchi nurlanish Yer po'stlog'idagi radioaktiv parchalanish natijasida hosil bo'layotgan gamma nurlar bo'lsa kerak, deb faraz qilindi.

1912-yil 7-avgustda avstriyalik fizik olim Viktor Gess (1883-1964) uchta elektroskop ortilgan havo sharida 5000 m balanlikkacha ko'tarildi va elektroskoplarda zaryad miqdorini o'lchab bordi. Gess Yer yuzidan ko'tarilgan sari elektroskoplarning elektrsizlanishi kuchayib borishini, demak, elektroskoplar atrofidagi gazning ionlanishi ancha kuchayishini aniqladi. Shunday qilib, kosmik fazodan, Yerga elektroskop qoplamlari orasidagi gazni ionlantiradigan nurlanish kelayotgani kashf etildi. Bu kashfiyoti uchun V. Gessga 1936-yilda Nobel mukofoti berildi. Bu kosmik nurlanish turli xil kimyoiy elementlarning yadrolari oqimi ekanini bilamiz. Agar atmosfera bo'limaganda Yer yuzining 1  $m^2$  yuzasiga bir sekundda 10000 ta bunday o'ta yuqori energiyali zaryadlangan zarralar tushgan bo'lar edi.

Bu zarralar atmosfera gazi atomlarini ionlantiradi, natijada ikkilamchi kosmik nurlar (kamroq energiyadagi zaryadlangan zarralar) hosil bo'ladi. Elektroskopni elektrsizlantirgan kosmik nurlanish ana shu ikkilamchi zarralar bo'lib chiqdi. Agar kosmik fazodan Yer atmosferasining yuqori qatlamlariga kirayotgan birlamchi kosmik nurlar energiyasi  $10^{18} - 10^{20} \text{ eV}$  bo'lsa, u holda 1  $m^2$  Yer yuziga tushayotgan ikkilamchi kosmik zarralar soni bir necha mld ga etadi. Haqiqatdan, osmon yoritqichlarining gamma va rentgen nurlarini qayd qilish ummonda dur izlash bilan barobar.



**2.16-rasm.** Geyger-Myuller sanoqchisi.

Fizik olimlar kosmik nurlarni tekshirish borasida pozitron, mezon va giperonlarni kashf etdilar. Astrofizik olimlar uchun bu nurlar-

ning manbaini topish va tekshirish muhim masala hisoblanadi. Bu maqsadda birlamchi kosmik nurlarni tashkil etgan zarralarning kim-yoviy tarkibi, tezligi, energiyasi, kelish yo'nalishi o'rGANildi. Kosmik nurlar barcha tomondan bir xil intensivlikda kelishi, ya'ni ularning osmon bo'ylab taqsimlanishi izotrop ekanligi, osmonda birorta ajratilgan kosmik nur manba yo'qligi aniqlandi.

Kosmik nurlar Vilson kamerasi, Geyger-Myuller sonoqchisi, stsintillatsion va Cherenkov sanoqchilari va yadro emulsiyasi surtilgan detektorlar yordamida qayd qilinadi va o'rganiladi.

**2.7.3. Ultrabinafsha astronomiya.** Ultrabinafsha nurlar ( $\lambda > 120 \text{ nm}$ ) da kuzatishlar uchun yuqorida ko'rib chiqilgan alyuminlangan botiq ko'zguli teleskop (masalan, Richi-Kreten optik tizmdagi reflektor) yetarli. To'lqin uzunligi 100 nm dan 120 nm gacha UB nurlanishni alyuminlangan ko'zgu yaxshi qaytarishi uchun u yupqa flolangan magniy qatlama bilan qoplanadi. Osmon yoritqichlarining UB nurlanishi, odatda, kam intensivlikka ega. Shuning uchun UB nurlarda kuzatishlarga mo'ljallangan teleskoplarda nur qaytaruvchi sirtlar (ko'zgular) soni minimal bo'lishi kerak. Masalan, bu nurlarni spektriga yoyishda botiq kuzgusimon difraksion panjara ishlatalidi. Bunda kollektor va kamera ko'zgulari ishini botiq difraksion panjara bajaradi. To'lqin uzunligi 40 nm dan qisqa UB nurlar (chetki UB va rentgen) ko'zgu yuziga kichik burchak ostida tushganda, ularni ko'zgudan aks qaytishi yuqori darajada kuchli bo'ladi. Bu diapazonda teleskopning bosh ko'zgusi yaxshi samara berishi uchun uning sirtiga nur qiya holda tushishi kerak.

Oxirgi yillarda (1990-yillardan keyin) chetki UB va rentgen nurlarda osmon yoritqichlarini (Quyoshni) tekshirishda bosh ko'zguga tik holatga yaqin nurlanish tushadigan Richi-Kreten teleskopi qo'llanilmoqda. Masalan, 1995-yilda Yer+Quyosh tizimining birinchi Lagranj nuqtasiga (u Yerdan 1,5 mln km uzoqlikda, Quyosh tomonda) chiqarilgan EIT/SOHO (Chetki ultrabinafshada tasvirga oladigan Teleskop/Quyosh va Geliosfera Observatoriysi) ga shunday teleskop o'rnatilgan. Bu ko'rish maydoni 45' bo'lgan teleskopning ko'zgulari sirtiga ustma-ust bir necha qatlama molibden va kremniy yotqizilgan. Ko'zgular to'rtta kvadrantga bo'lingan, har bir kvadrant oldiga ma'lum filtrlar (berilliyl, selyuloza, alyumeniy plyonkalar) qo'yiladi va ular teleskopning fokal tekisligida ketma-ket ma'lum spektral chiziq (FeX  $\lambda 17,1 \text{ nm}$ , FeXII  $\lambda 19,5 \text{ nm}$ , FeXIV

128,4 nm, HeII  $\lambda$ 30,4 nm) nurida Quyosh tasvirini hosil qiladi. Bunday ko'p qatlamlı ko'zgular monoxramatik teleskopga aylanadi va ma'lum to'lqin uzunlikdagi nurlar uchun oldindan hisoblab chiqiladi va shu to'lqin uzunlikdagi nurlarda Quyoshni kuzatishda qo'llaniladi.

Ultrabinafsha spektrni olishda shuman fotoemulsiyasi ishlataladi. Bu emulsiyada jelatin kam bo'ladi. Ma'lumki, oddiy emulsiyadagi jelatin UB nurlanishni kuchli yutadi va kuchli shu'lalanadi. UB dia-pazonda fotoelektrik priyomniklar ham qo'llaniladi. To'lqin uzunligi 160 nm dan qisqa nurlar Geyger-Myuller sanoqchisi yordamida qayd qilinishi mumkin. Sanoqchi, ichiga o'qi bo'ylab ingichka metall (volfram) sim tortilgan silindr bo'lib (2.16-rasm) uning devorlari va sim orasida katta qarshilik orqali yuqori darajada potensiallar ayirmasi hosil qilinadi. Sim manbaning musbat, silindr esa manfiy qutbiga ulanadi. Ko'pchilik bunday sanoqchilar silindri etil spiriti, azot oksidi va xlorli metil bug'i aralashtirilgan (10 %) argon bilan to'ldiriladi. UB va rentgen (X) kvantlarni yutgan aralashma gaz atomlari ionlanadi va elektron hamda ion hosil bo'ladi. Sim bilan silindr orasidagi elektr maydon ta'sirida bu zaryadlar qarama-qarshi to-monga tezlanish oladilar va neytral atomlar bilan to'qnashib, ularni ham ionlantiradi. Natijada, har bir yutilgan kvant  $10^4$  just zaryadlangan zarra hosil qiladi va ular elektrodlarga urilib zanjirda impuls singari tokni hosil qiladi. Sanoqchi bunday impulsarni sanay boshlaydi.

**2.7.4. Rentgen va gamma astronomiya.** Osmon yoritqichlarida rentgen va eng chetki UB nurlanish ozod elektronni zaryadlangan og'ir yadrolar yaqinidan o'tganda tormozlanishi hamda tez elektronlarni tashqi magnit maydonlarda tormozlanishi natijasida hosil bo'ladi. Bu nurlanish tutash spektrga ega

Ozod elektronni zaryadlangan atom yadroси bilan o'zaro ta'siri ehtimoli juda katta, shuning uchun bu jarayon qattiq rentgen va chetki UB fotonlari hosil qiluvchi asosiy jarayon hisoblanadi. Tormozlangan elektronning tormozlanish energiyasi uning yadroga yaqinlanish masofasiga mos ( $100 \text{ keV}$  gacha) energiyali rentgen foton sisatida nurlanadi. Bunday rentgen nurlanish issiqlik nurlanish singari tutash spektrga ega bo'ladi, biroq u optik yupqa qatlaman sochilgani uchun kuchli bo'lmaydi. Shuningdek, tez elektronlarni magnit maydonda tormozlanishi, past energiyali (mas. yorug'lik) fotonlarni relativistik elektronlarda komptoncha sochilishi natijasida

ham rentgen fotonlar hosil bo'lishi mumkin. Bunday jarayonlarda hosil bo'lgan rentgen nurlanish noissiqlik tabiatga ega.

Elektronni og'ir atomlar yadrosiga eng yaqin elektron qobiqqa (K-qobiq) tushishi natijasida chiziqli rentgen spektr hosil bo'ladi va uning energiyasi taxminan element atomi yadrosining tartibiy nomeri kvadratiga proporsional bo'ladi. Masalan, kislorod atomida elektronni K qobiqqa tushishi  $500 \text{ eV}$  li, temir atomida shunday jarayon  $6,4 \text{ keV}$  li foton beradi. Bunday jarayonlar, masalan, Quyoshning toj qatlamlari sharoitlarida ro'y beradi. Quyosh tojining eng chetki UB spektrida Fe X, Fe XII, Fe XIV, He II ionlarning, rentgen spektrida temirning vodorodsimon ionining (Fe XXVI) kuchli emission chiziqlari kuzatiladi.

Gamma nurlanish rentgen nurlanishning tabiiy davomi bo'lib, gamma kvantlar hosil bo'lishining bir necha mexanizmlari bor. Avvalo, yulduzlararo muhitda gaz atomlarini yuqori energiyali protonlar bilan to'qnashishi natijasida ular yadrolarini uyg'ongan holatga o'tishi bilan bog'liq jarayonlar gamma kvant hosil bo'lishiga sababchi bo'lishi mumkin. Bu jarayonlar yadroni normal holatga qaytishi va energiyasi  $10 \text{ Mev}$  (megaelektronvolt) dan oshmaydigan gamma kvantlarni chiqarishiga sababchi bo'ladi. Elektron va pozitron to'qnashuvida energiyasi  $0,5 \text{ Mev}$  bo'lgan ikkita gamma kvant hosil bo'ladi. Kosmik nurlar yulduzlararo muhitdagi atom yadrolari bilan to'qnashganda  $\pi$  mezonlar hosil bo'ladilar. Biroq  $\pi$  mezonlar shu daqiqadayoq energiyasi  $50 \text{ Mev}$  dan ortiq ikkita gamma kvantga ajraladi. Shuningdek, yuqori energiyali elektronlarni zaryadlangan zarralar bilan to'qnashishi, kuchli magnit maydonlarda ionlarni tormozlanishi natijasida ham gamma kvantlar hosil bo'ladi.

Gamma kvantlarning to'lqin uzunligi  $< 0,01 \text{ nm}$ , energiyasi esa,  $0,12 \text{ MeV}$  dan katta. Gamma-nurlanish shartli ravishda to'rtta diapazonga bo'linadi: yumshoq gamma kvantlar ( $0,1$  dan  $10 \text{ MeV}$  gacha), jadal ( $10 \text{ MeV}$  dan  $1 \text{ GeV}$  (gigaelektronvolt) gacha, qattiq ( $1 - 100 \text{ GeV}$ ) va o'taqattiq ( $100 \text{ GeV}$  dan katta). Energiyasi taxminan  $10^{15} \text{ eV}$  (yuz ming  $\text{GeV}$ ) bo'lgan kosmik gamma kvantlar qabul qilingan. Eng quvvatli tezlatkichlarda energiyasi  $100 \text{ GeV}$  gamma kvantlar olingan.

Shunday qilib, rentgen va gamma kvantlar kosmik fazodagi nois-siqlik xususiyatga ega bo'lgan jarayonlarda hosil bo'ladilar va ularni tekshirish bu jarayonlar tabiatini o'rganishga imkon beradi.

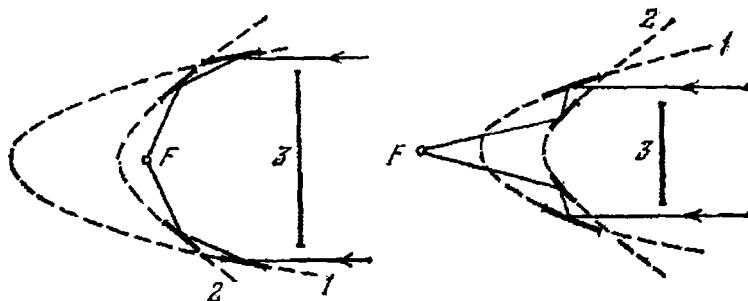
Rentgen va gamma nurlar Yer atmosferasida yutiladilar va shuning uchun ular Yer yuziga yetib kelmaydi. Bu nurlarni yig'ish, o'lchash va qayd qilish uchun teleskop va o'lchash asbobini Yer atmosferasidan tashqariga chiqarish kerak. Rentgen va gamma nurlarni yig'uvchi va qayd qiluvchi asbob mos ravishda **rentgen va gamma teleskop** deb ataladi. Rentgen nurlar X-nurlar deb ham yuritiladi.

**a) Rentgen teleskop.** Dastlabki rentgen teleskop rentgen fotonlarni gazga ta'siri natijasida hosil bo'ladigan ion va elektronlarni sanashga asoslangan va u Geyger sanoqchisiga o'xshash bo'lgan. U maxsus tanlangan gaz, masalan, argon to'ldirilgan Geyger sanoqchisi bo'lib, uning nur tushadigan tuynugiga berilliydan yasalgan, o'n mikron qalinlikdagi folga (yupqa shiqildoq qogozga o'xshash) tortiladi. Bunday sanoqchi 1,5-6 Kev energiyali ( $\lambda=0,2-0,8 \text{ nm}$ ) kvantlarni qayd qila oladi. Bunday sanoqchilardan ikki xili (ular har xil diapazonlarda sanaydi) hozir orbitada uchib yurgan GOES-9 nomli Yer yo'ldoshiga o'rnatilgan va ular Quyoshdan kelayotgan rentgen nurlanishni (rentgenda chaqnashlarni) qayd qiladi. Bu yo'ldoshga Quyoshdan kelayotgan elektronlar va protonlar oqimi quvvatini o'lchaydigan asboblar ham o'rnatilgan. Ular keng diapazonda (1000 Mev gacha) protonlar oqimini o'lchashga imkon beradi. Yuqori energetik ajrata olish qobiliyatga ega bu asboblar past burchakiy ajrata olish kuchga ega, ya'ni ular Quyosh yuzidagi rentgen va gamma nurlanish oqimi manbalarini ajrata olmaydilar va butun Quyosh yuzidan kelayotgan oqimni bitta manbadan kelayotgan oqim sifatida o'lchaydilar.

Tasvir hosil qiluvchi rentgen teleskop reflektor singari parabolik va giperbolik ko'zgulardan iborat bo'ladi. Ma'lumki, ko'zguga tik tushayotgan rentgen nurlari undan aks qaytmaydi. Biroq, agar rentgen nurlar ko'zgu yuziga kichik burchak ostida (ko'zgu yuziga urinma shaklda) tushsalar ular undan shunday burchakka aks qaytadilar. Rentgen teleskop ikkita har xil egrilik radiusiga ega (biri parabolik, ikkinchisi giperbolik) halqasimon ko'zgulardan iborat bo'ladi (2.17-rasm).

Ularning biri ikkinchisi ichiga simmetrik ravishda shunday joylashtiriladiki, ulardan birin-ketin aks qaytgan (suv yuziga qiya otligan pulakcha tosh singari) parallel nurlar teleskopning fokal tekisligida kesishadilar va yoritqich (masalan Quyosh) ning tasvirini hosil qiladi. Ko'zgular oldiga halqasimon teshikli to'siq va nur sa-

ralagich (filtr) qo'yiladi. Qaliligi 13  $mkm$  bo'lgan berilliyl folga  $0,35\text{ nm}$  dan to 1,4 nm gacha bo'lgan, lavsan plenka esa  $4,4 - 6,0\text{ nm}$  diapazondagi to'lqinlarni o'tkazadi. Berilliyl folga orqali olingan tasvir qattiq, lavsan (selyuloza) plenka orqali olingan tasvir esa, yumshoq rentgen tasvir deb ataladi.



**2.17-rasm.** Rentgen teleskopda nurlarning yo'nalishi ( $F$  – fokus, 3 – nur tutqich, 1 va 2 – ko'zgu sirtlari).

Quyoshning rentgen tasviri SKYLAB (1973-yil) va YOHKOH (1991-2001-yillar), HINODE (2006-yil) nomli Yer yo'ldoshlariga o'rnatilgan rentgen teleskoplar yordamida olingan va olinmoqda. Quyoshning tasviri CCD kamera yordamida qattiq va yumshoq X-nurlarda olinadi. SKYLAB, YOHKOH olgan tasvirlarda har bir piksel (matritsa elementi) ga  $5''$ , yani besh yoy sekundi, HINODE da olingan tasvirda –  $2''$ , yani ikki yoy sekundi to'g'ri keladi.

Agar rentgen kvant sanoqchilarini oldiga ko'plab ingichka naychalar dastasini yoki bir-biridan ma'lum masofada joylashtirilgan ikkita sim to'rlarni o'rntsak, bu qurilmalar ham teleskop vazifasini bajarishi mumkin. Bunday qurilma naychali va sim to'rli kolimator deb ataladi va kamera-obeskur singari rentgen tasvir hosil qiladi va rentgen manbalarini osmonda o'rni aniqlashda qo'llaniladi. Bunday qurilmaning ajrata olishi bir burchak gradusdan oshmaydi.

Kuchli kosmik rentgen manbalarining spektri kristallik Breg spektrometri yordamida olinadi. Bu spektrometri diffraksiyalovchi kristalldan (mas., ftorlangan litiy) va geyger sanoqchisidan, kristallni aylantiruvchi va detektorni, ya'ni priyomnikni, yurgizuvchi mexanizmlardan iborat bo'ladi. Bu asbobning kirish teshigi oldiga tanlangan nur saralagich (filtr) qo'yiladi. Ftorlangan litiy kristalli

0,13–0,31 nm diapazondagi spektrni 0,001 nm spektral ajralish bilan olishga imkon beradi.

Baland uchar raketalar va Yerning sun’iy yo‘ldoshlariga o‘rnatilgan rentgen teleskoplar yordamida bir necha ming rentgen nur manbalari topilgan. Bular orasida har xil tipdagi chaqnovchi o‘zgaruvchan yulduzlar, oq karliklar, rentgen pulsarlar, chaqnovchi rentgen manbalar (basterlar) va o‘ta yangi yulduzlar qoldiqlari bor. Ayrim rentgen manbalar Galaktikadan tashqarida joylashgan (mas. rentgen kvazarlar). Yerning sun’iy yo‘ldoshlari UXURU, Eynshteyn nomidagi observatoriya, XEAO-2, OSO-7-8, Astron, orbital stansiyalar Salut-4-7, Chandra va boshqalarga o‘rnatilgan rentgen teleskoplar yaxshi natijalar berdi.

Rentgen manbalar yulduz turkumi belgisidan keyin X harfi va tartibiy raqam qo‘yish bilan belgilanadi. Masalan, CygX-1 yoki CygX-2, ya’ni Oqqush yulduz turkumidagi birinchi va ikkinchi rentgen manba.

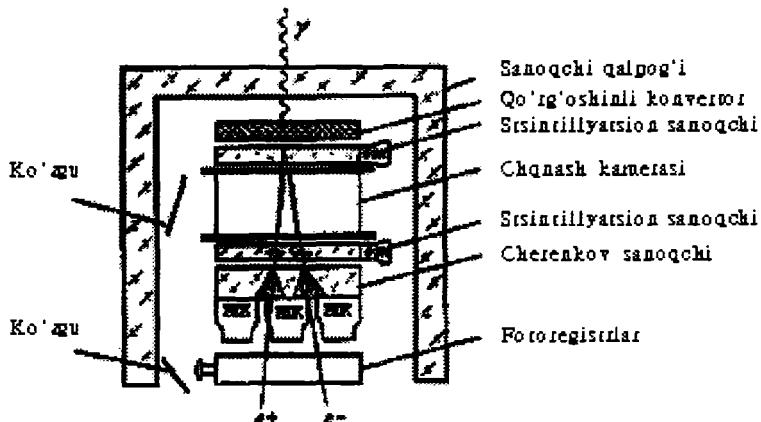
**b) Gamma teleskop.** Gamma teleskop yuqori energiyali ( $10^5$  eV dan  $10^{16}$  eV gacha) gamma ( $\gamma$ ) kvantlarni o‘lchashga mo‘ljallangan va gamma kvant modda bilan to‘qnashganda hosil bo‘ladigan «elektron + pozitron» juftligini qayd qilishga asoslangan bo‘ladi. Gamma teleskop ham Geyger sanoqchisi singari ishlaydi va unda zaryadlangan zarralar ta’sirida hosil bo‘ladigan boshqa jarayonlar qayd qilinadi. Shuning uchun gamma kvantlarni kosmik nurlar (zaryadlangan zarralar) dan ajratish kerak bo‘ladi. Chunki, zarralar oqimi gamma kvantlar oqimidan  $10^3$ - $10^4$  marta kuchli bo‘ladi va ularni ajratish zarur.

Gamma «teleskop» ning sxemasi 2.18-rasmda keltirilgan. Bunda biz teleskop so‘zini qo‘shtirnoq ichiga oldik, chunki bu «teleskop» gamma kvantlarni yig‘maydi, balki uning sirtiga tushayotgan bunday kvantlarni kosmik nurlar ichidan topadi va uni gamma detektor deb atalsa to‘g‘ri bo‘lardi. Gamma kvant qo‘rg‘oshin konvertor (almashtirgich) dan yoki ko‘p qatlamlı kristalldan o‘tayotganda energiyasining bir qismini elektronlarga beradi (natijada kompton sochilishi ro‘y beradi) yoki konvertorda yutiladi va «elektron + pozitron» juftligi hosil bo‘ladi.

Bu zarralarni endi qayd qilish mumkin. Bu maqsadda uch xil detektor (qayd qiluvchi) qo‘llaniladi: stsintilyatsion va cherenkov sanoqchilari, chaqnash kamerasi va atom yadrolarini qayd qiluvchi

maxsus fotoemulsiya (2.18-rasm). Bu detektorlar tashqi qalpoq ssintilyatsion sanoqchi ichiga o'rnatiladilar. Bu qalpoq sanoqchi zarralar hosil qilgan chaqmoqlarni sanaydi va u keyin barcha chaqnashlar sonidan chiqarib tashlanadi. Gamma kvantlar qalpoqdan o'zgarishsiz o'tadilar va konvertorga tushadilar. Unda gamma kuant «elektron+pozitron» juftligi hosil qiladi. Hosil bo'lgan bu zarralar gamma kuant tarqalishi yo'nalishida  $\theta = m_e \cdot c^2 / \varepsilon$  (bu yerda  $m_e$  – elektron massasi,  $\varepsilon$  – gamma kuant energiyasi,  $c$ -yorug'lik tezligi) burchakli konus ichida tarqaladilar. Agar zarra, moddada yorug'likning fazoviy tezligi ( $c/n$ ,  $c$  – yorug'lik tezligi,  $n$  – muhitni sindirish koefitsienti) dan katta tezlikda harakat qilsa, u Cherenkov (kashf etgan rus olimi Cherenkov nomiga qo'yilgan) nurlanishi sochadi. Bu nurlanish zarra yo'nalishida  $\theta = \arccos(c/nv)$  burchak ostida sochiladi.

Zarralar ketma-ket ssintilatsion sanoqchi, chaqmoq kamerasi, stsintilyatsion va Cherenkov sanoqchilari orqali o'tadi. Sanoqchilarda ro'y berayotgan chaqnashlar ular ichiga o'rnatilgan fotoelektron ko'paytichilar (FEK) yordamida qayd qilinib boriladi. Chaqnash kamerasi maxsus optik tizim yordamida ularni kino (video) ga tushirib turadi. Ssintilatsion sanoqchilar barcha zarralar (shu jumladan, elektro+pozitron juftligi ham) bergen chaqmoqlarni qayd qiladi. Qalpoq sanoqchi ko'rsatkichini uning ichiga o'rnatilgan stsintilyatsion sanoqchi ko'rsatishidan ayirmasi gamma



**2.18-rasm.** Gamma nur ta'sirida ro'y beradigan chaqnashlarni qayd qiladigan gamma «teleskop»ning sxemasi.

kvantlar hosil qilgan «elektron+pozitron» juftligi bergan zarralar soniga teng bo‘ladi. Elektron va pozitron qo‘shilishi (annigilatsiya) chaqnash kamerasida yorug’ iz qoldiradi. Ularni ham kinolentalarda sanash mumkin. Nihoyat, elektron va pozitron hosil qilgan Cherenkov nurlanishi Cherenkov sanoqchisi yordamida sanaladi. Cherenkov sanoqchisi gamma kvantlar energiyasini va yo‘nalishini aniqlashga imkon beradi.

Energiyasi  $100 \text{ GeV}$  dan katta gamma kvantlar Yer atmosferasida jalasimon Cherenkov nurlanishi hosil qiladi. Bu nurlanish chaqmoq singari juda qisqa ( $10^{-8} \text{ sek}$ ) vaqt ichida ro‘y beradi va u ma’lum  $\theta$  burchakka ega konus ichida tarqaladi. Shuning uchun uni qayd qilish ma’lum qiyinchiliklar tug‘diradi. Yer yuzida turib gamma kvantlar atmosferada hosil qilgan Cherenkov nurlanishini qayd qilish maqsadida katta yuzaga ega reflektorlar yoki ulardan tashkil topgan tizimlar yasaladi va ular yordamida keng yuza nazorat qilinib turiladi. Bunday qurilma teleskop singari ishlaydi va uni **gamma teleskop** deb atasa bo‘ladi. Masalan, Smitson astrofizik observatoriyasida (AQSh, Arizona) diametri  $10 \text{ m}$  keladigan reflektor atmosferada ro‘y beradigan Cherenkov nurlanishini qayd qilishda qo‘llaniladi. Bu reflektor 248 ta olti burchak ko‘zgudan yasalgan qurama teleskopdir. Diametri  $5 \text{ m}$  bo‘lgan bunday qurama gamma teleskop Parkent yaqinida joylashgan katta Quyosh konsentratori xududida ishga turshirilgan (akad. T.S. Yuldasbayev).

Yer yuzida atom bombasi sinovlarini qayd qilish maqsadida  $120000 \text{ km}$  balandlikdagi orbitaga chiqarilgan oltita «Vela» (AQSh) nomli YeSY ga o‘matilgan gamma detektorlar muhim natijalar berdi. 1973 – 1985 yillarda 200 ga yaqin gamma chaqnashlar qayd qilindi. Bular atom bombasi sinovi bilan bog‘liq emas, balki ular kosmik tabiatga egaligi ma’lum bo‘ldi. Bu gamma chaqnashlarning intensivligi bir necha o‘n millisekunddan bir necha sekundgacha kuchayib va o‘n sekundlardan keyin 100 s gacha kamayib borar edi. Keyinchalik diffuz gamma nurlanish «SAS-2» (AQSh, 1972-73 yillar) «COS-B» (AQSh, 1975-82-yillar) nomli YeSY yordamida batafsil tekshirildi. Bu yo‘ldoshlar yordamida 30 dan ortiq gamma nurlanish manbari topildi.

Gamma teleskoplarning ajrata olish kuchi kam, bir burchak gradusdan bir necha minutgacha. Shuning uchun, gamma chaqnashlarni osmon yoritqichlari bilan taqqoslash qiyinchilik tug‘diradi. 50 dan

ortiq gamma nurlanish mab'ai topilgan, ularning bir qismi Galaktika tekisligi yaqinida joylashgan va bizning yulduz tizimga tegishli bo'lishi mumkin. Hozircha uchta gamma manb'a taqqoslangan, bular Qisqichbaqasimon tumanlik ichidagi va Yelkanlar yulduz turkumidagi pulsar va mashhur 3S 273 kvazar bo'lib chiqdi.

Osmon yoritqichidan kelayotgan fotonlar uning atmosfera qatlamlaridan fazoga sochilgan. Ularni o'lchash va tekshirish natijasida biz yulduz atmosferasining fizik holati va kimyoviy tarkibini o'rghanishimiz mumkin. Bu fotonlar energiyasi osmon yoritqichining ichki, qaynoq qatlamlaridan uning atmosferasiga chiqqan. Bu energiya qanday hosil bo'ladi va ichki, bizga ko'rinnmaydigan qatlamlardan fotonlar qanday o'tadi? Quyosh va yulduzlarning ichki qatlamlari ni «ko'rib» va tekshirib bo'ladimi? Bu savollarga javob, yulduzlar ning ichki tuzilishi modelini tuzishga imkon beradi.

## *2.8. Neytrino astronomiyasi asoslari*

**2.8.1. Quyosh va yulduzlar energiyasi manbai.** Hozirgi zamон nazariy tasavvuriga ko'ra, Quyosh va yulduzlarning energiyasi ularning o'zagida kechayotgan termoyadro reaksiyalar natijasida hosil bo'ladi.

$$4H \rightarrow {}^4He + 2\nu + 4.3 \cdot 10^{-5} \text{ erg}. \quad (2.13)$$

Bu reaksiya to'rtta vodorod atomi yadrolaridan (protonlardan) bitta geliy atomi yadrosi (alfa-zarra) hosil bo'lishdan iborat. Alfa-zarra ( $He$ ) ikkita proton va ikkita neytrondan iborat bo'ladi. Demak, bu reaksiya jarayonida proton neytronga aylanadi va pozitron ajralib chiqadi. Elementar zarralarning o'zaro almashishi qoidasiga ko'ra yadro reaksiyasida, birinchidan reaksiyagacha va undan keyin zaradlar soni, ikkinchidan, og'ir zarralar, ya'ni barionlar (proton ( $p$ ), neytron ( $n$ )) hamda yengil zarralar, leptonlar (elektron ( $e^-$ ), pozitron ( $e^+$ )), soni o'zgarmasligi kerak. Proton va neytroni o'zaro almashishini ko'raylik:

$$p \rightarrow n + e^+ + \nu \text{ va } n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}. \quad (2.14)$$

Proton va pozitron musbat zaryadga ega, elektron esa mansiy. Zaryadlar soni teng, og'ir va yengil zarralar soni ham teng bo'lishi uchun yana bittadan yengil zarra ( $\nu$ ) hosil bo'ldi. Bu zarralarning

biri neytrino ( $\nu$ ) ikkinchisi esa antineytrino deb ataladi. Haqiqatdan ham, neytrino tezlatgichlarda o'tqazilgan termo-yadro reaksiyalarda ajralib chiqishi aniqlangan.

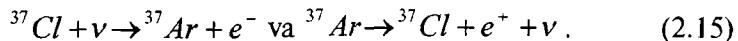
**2.8.2. Neytrino astronomiyasi.** Quyosh har sekundda  $3,96 \cdot 10^{33} \text{ erg}$  energiya sochadi. Demak, uning o'zagida har sekundda shuncha energiya hosil bo'ladi. Agar bu energiya yuqorida ko'rilgan protonlardan alfa-zarralar hosil bo'lish reaksiyasi (2,13) bo'lsa, u holda har sekundda taxminan  $10^{38}$  ta neytrino hosil bo'ladi. Hosil bo'lgan bu ulkan neytrino oqimi Quyosh ichida qanday tarqaladi? Buni tushinish uchun, hosil bo'lgan neytrinoning harakatini reaksiya natijasida hosil bo'lgan gamma (nurlanishni) fotonning tarqalishi bilan solishtiraylik. Ularning ozod harakat yo'li  $l \approx 1/k\rho$ , bu yerda,  $k$  – yulduz moddasining notiniqligi (u zarralarning yutish koeffitsiyentiga asosan topiladi va yuza birlikka ega),  $\rho$  – modda zichligi.

Yulduzlar o'zagida zichlik o'rtacha  $\rho=100 \text{ g/sm}^3$ , temperatura  $10^6$ , foton uchun bir gramm moddaning notiniqligi  $k=100 \text{ sm}^2/\text{g}$ . Unda, fotonning ozod uchish yo'li  $l=1/k\rho=0,0001 \text{ sm}$  bo'ladi. Ya'ni gamma fotonning ozod uchish yo'li juda kichik va u Quyosh sirtiga chiqishi uchun yuz ming yil kerak bo'ladi. Endi neytrinoning ozod yurish yo'lini hisoblaylik. Nazariy hisoblashlarga ko'ra, neytrino yoki antineytrinoning yutilish koeffitsiyenti bitta bunday zarra uchun  $k \approx 6 \cdot 10^{-44} \text{ sm}^2$ , ya'ni fotonnikidan ( $10^{-17} \text{ sm}^2$ ) ancha kichik. Yuqorida keltirilgan yulduz o'zagidagi zichlikka  $N \approx 10^{26} \text{ sm}^{-3}$  mos keladi. Demak, neytrinoning ozod harakat yo'li  $l \approx 1/k_N N \approx 10^{17} \text{ sm}$ . Bu Quyosh radiusidan yuzlab marta katta va neytrino hosil bo'lgandanoq yulduzni tark etadi. Koinotning dastlabki rivojlanish bosqichlarida neytrino ko'p hosil bo'lgan, keyinchalik, yulduzlar o'zagida termo-yadro reaksiyalari boshlangandan keyin, ular nurlanish bilan birga neytrino ham chiqaradi. Eng kuchli neytrino oqimi Quyoshdan kelishi kerak.

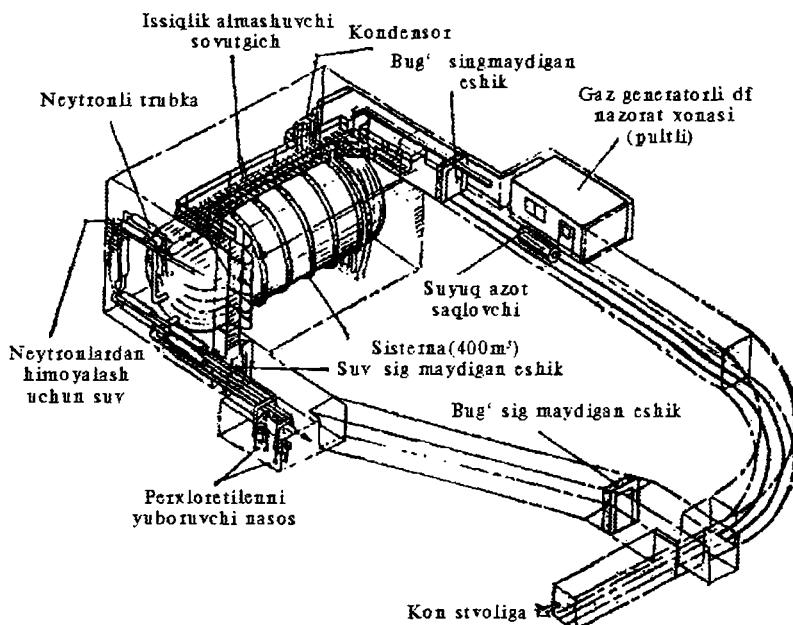
Agar Quyosh o'zagida har sekundda  $2 \cdot 10^{38}$  ta neytrino hosil bo'layotgan bo'lsa, u holda Yerda, Quyosh nurlariga tik qo'yilgan har bir  $\text{sm}^2$  yuzadan bir sekundda  $6,5 \cdot 10^{10}$  neytrino o'tadi! Neytrino astrofizika Quyoshdan kelayotgan neytrino oqimini qayd qilish masalalari bilan shug'ullanadi.

**2.8.3. Neytrino «teleskopi».** Quyoshdan kelayotgan neytrino oqimini qayd qilishning bir necha usullari ishlab chiqilgan. B.M.Pontekorvo (Rossiya) xlor izotopini  $^{37}\text{Cl}$  neytrinoni yutganda

radioaktiv argon izotopi  $^{37}Ar$  va elektron va keyin  $^{37}Ar$  yarim par chalanish davri 34 kun bilan yana  $^{37}Cl$  ga aylanishiga asoslangan reaksiyani taklif etdi:



Elektronni pozitron bilan annigilatsiyasi natijasida 2-3 ta yorug'lik kvanti hosil bo'ladi.



**2.19-rasm.** Neytrino teleskopi.

1955-yilda R. Devis (AQSh) Quyoshdan kelayotgan neytroni qayd qilishga kirishdi. Avval, xlor-argon (3900 *litr*) keyin uglerod-xlor aralashma  $C_2C_{14}$  (perxloretilen) solingan qurilma qo'llanildi. Dastlabki qurilma natijalari qoniqarli chiqmagach, 1967-yilda yana ham quvvatli 400000 *litr* perxloretilen solingan uzunligi 14,4 *m* diametri 6 *m* keladigan silindrsimon bak Yer ostiga, 1490 *m* chuqurlikka, o'rnatildi (Janubiy Dakote, AQSh). Bu qurilmadagi har to'rttadan bitta atom xlor izotopii  $^{37}Cl$  va u (3,15) reaksiya bo'yicha neytrino yutishi va chiqarishi kerak. Buni hosil bo'lgan argon izoto-

pi  $^{37}Ar$  miqdori ko'rsatishi lozim. Argon izotopi miqdori quyidagicha aniqlandi.

Har 100 kundan keyin bak orqali 20000 *litr* gazsimon geliy o'tkaziladi. Geliy gazi bakda Quyosh neytrinolari ta'sirida hosil bo'lgan  $^{37}Ar$  ni (hisoblashga ko'ra har o'lchashda ular bir necha o'nta bo'lishi kerak) o'zi bilan bakdan olib chiqib ketishi kerak. Hosil bo'lgan bu aralashma 77  $K$  gacha sovitilgan ko'mir konteyner orqali o'tqaziladi. Konteynerda argon izotopi (3,15) sxema bo'yicha yutiladi. Devisning neytrino «teleskopi» yuqori energiyali neytrinoni qayd qila oladi.

Yutilgan neytrinolar birligi sifatida 1 SNU= $10^{-36}$ , ya'ni bitta xlor atomida bir sekundda yutilgan Quyosh neytrinosi miqdori (Solar Neutrino Unit, ya'ni quyoshiy neytrino birligi), qabul qilingan. Devis o'lchashlari bakda bir kunda o'rtacha  $0,43\pm0,05$  argon izotopi hosil bo'lishini ko'rsatdi. Bunga  $Q=(2,2\pm0,4)$  SNU to'g'ri keladi. Bu nazarini hisoblashlar bashorat etgandan ( $Q_n=7,6$  SNU) 3,5 marta kam. Buning sababi, yoki argon izotopiga asoslangan tajriba qayd qiladigan neytrino energiyasi Quyoshiy neytrinolarnikidan judda katta yoki nazarini hisoblashlar xato. Bu borada tekshirishlar davom etmoqda.

## Savollar

1. Kosmik astrofizik tekshirishlardan maqsad nima?
2. Osmo yoritqichlari UB nurlanishini o'lchashda qanday teleskop va nurlanish priyomnigi qo'llaniladi?
3. Rentgen nurlanishini qanday yig'ish va qayd qilish mumkin?
4. Gamma nurlanish qanday qayd qilinadi?
5. Neytrino qanday hosil bo'ladi va neytrino «teleskopi» nima?

### 2.9. *Quyosh teleskoplari*

**2.9.1. Quyosh teleskoplarini boshqa teleskoplardan farqi.** Quyosh sirti ko'rinalidigan va tekshirish mumkin bo'lgan yagona yulduzdir. Uni tekshirishdan olingan bilimlar yulduzlarni tekshirishda fundamental rol o'ynaydi. Shuning uchun Quyosh teleskoplarida tasvir masshtabi (2.1) katta bo'ladi va bu Quyosh yuzidagi mayda strukturali tuzilmalarini batafsil tekshirishga imkon beradi.

Quyoshning yorug'ligi yetarli darajada kuchli bo'lganligi uchun odatda, Quyosh teleskoplari kam optik kuchga ( $D/F \approx 1/10$  dan  $1/30$

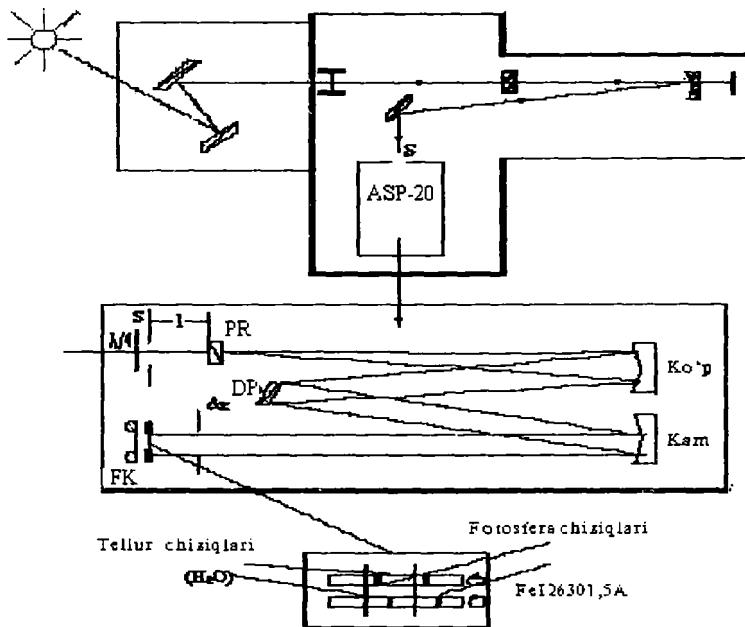
gacha) ega bo'lishi, ya'ni obyektivining fokus masofasi uning diametridan bir necha o'n marta katta bo'lishi mumkin. Bunday tekshirishlarda Quyosh teleskopidek kam optik kuchga, demak, uzun fokus masofaga ega spektrograflar qo'llaniladi. Spektrografning fokus masofasi qancha katta bo'lsa, uning dispersiyasi (spektrga yoyilish darajasi) shuncha yuqori bo'ladi. Quyosh spektrini tekshirishlarda reflektorlar va tor ( $\Delta\lambda \approx 0,025 \text{ nm}$ ) o'tkazish polosaga ega filtr yordamida bajariladigan tekshirishlarda esa, refraktorlar ham qo'llaniladi.

**2.9.2. Gorizontal va minorasimon Quyosh teleskoplari.** Quyoshni tekshirishda qo'llaniladigan spektograflarning uzunligi o'n metr keladigan ulkan va murakkab asbob bo'lgani uchun ular qo'zg'almas bo'lishi maqsadga muvofiqdir. Bunday spektrografning kirish tirqishiga Quyosh tasvirini tushirish va shunday holda soatlar davomida ushlab turish kerak bo'ladi. Ma'lumki, kun davomida Quyoshning og'ish burchagi asta-sekin ( $\approx 15'/\text{sutka}$ ) o'zgarib boradi va yil dovomida  $+23^{\circ}, 26'$  dan  $-23^{\circ}, 26'$  gacha o'zgaradi, ya'ni Quyosh osmon sferasining ma'lum mintaqasidan chetga chiqmaydi. Bu hol masalani osonlashtiradi va olam o'qi atrofida aylantiriladigan yassi ko'zgu yordamida Quyosh nurini ma'lum yo'nalishda aks qaytarib, shu yo'nalishda uni ushlab turish mumkin. Bunday qurilma geliosstat, ya'ni Quyosh nurini to'xtatib turuvchi deb ataladi. Geliosstat olam o'qi atrofida soatiga  $7^{\circ}, 5$  burchak tezlik bilan aylantiriluvchi yassi ko'zgudan iborat. Ko'zgu og'ish aylanasi bo'yicha ham asta-sekin aylantirilishi va teleskopning optik o'qini olam o'qi bo'ylab yo'naltirish mumkin. Ko'zgudan nur hamma vaqt bir yo'nalishda, teleskopning qo'zg'almas obyektivi tomon qaytadi va uni yoritadi. Bunday teleskoplardan biri AQShning Kitt-Pik milliy Quyosh Observatoriyasida, yana biri esa, RFA ning Sibir bo'limi Quyosh va Yer fizikasi instituti Baykal Astrofizik Observatoriyasida o'rnatilgan.

Teleskop obyektivining fokusiga spektrografning kirish tirqishi yoki boshqa o'lichash asbobi o'rnatiladi. Bunday optik tizimning kamchiligi shundan iboratki, unda kun davomida Quyoshning tasviri optik o'q atrofida asta-sekin aylanadi. Bunday kamchilikdan holi tizim selostatdir. Selostat, ya'ni qo'zg'almas osmon beruvchi deb ataladigan qurilma olam o'qiga parallel joylashtirilgan va u o'q atrofida aylantiriladigan yassi ko'zgudan iborat. Biroq, Quyoshning og'ish burchagi yil davomida o'zgarib turgani uchun, selostatdan qaytgan nurning og'ish burchagi ham asta-sekin o'zgarib boradi. Bu o'zgarish

ikkinchi yassi ko'zgu (qo'shimcha ko'zgu) yordamida bartaraf etiladi. Gorizontal Quyosh teleskopida qo'shimcha ko'zgu va teleskopning obyektivi yoki bosh ko'zgusi meredian tekisligiga o'rnatiladi. Qo'shimcha ko'zgu meredian bo'ylab o'rnatilgan uzunligi 3 m keldigan temir yo'llar bo'ylab obyektiv tomon oldinga va orqaga surilishi mumkin. Shunday harakat bilan qo'shimcha ko'zgu selostatdan qaytgan nurni ilib oladi va obyektiv tomon yo'naltiriladi.

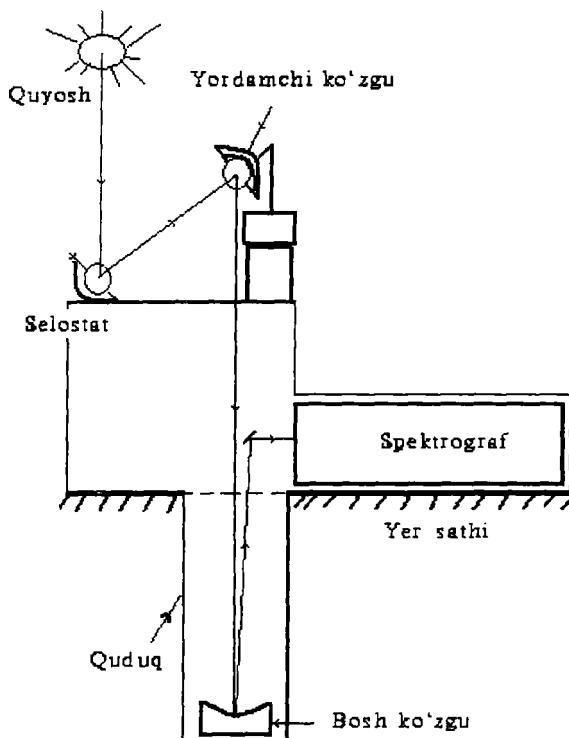
Minorasimon Quyosh teleskoplarida qo'shimcha ko'zgu vertikal o'q bo'ylab yuqoriga ko'tarilishi yoki tushirilishi mumkin. Bunday amal ham selostatdan qaytgan nurni ilib olish va obyektiv tomon yo'naltirishga qaratilgan. Selostatni meredian tekisligiga tik yo'nalishda o'rnatilgan temir yo'llar bo'ylab sharqqa yoki g'arbgaga tomon surish mumkin. Selostat soat mexanizmi bilan qurollangan va u ko'zguni soatiga  $7^{\circ},5$  burchak tezlik bilan olam o'qi atrofida aylantiradi.



**2.20-rasm.** Gorizontal Quyosh teleskopi sxemasi va unda Quyosh nurining yo'nalishi (yuqorida). O'rtada astronomik spektrograf ASP-20 da nurni yurishi va pastda Quyosh dog'i spectrida chiziqni qutblanganligi

Teleskopning obyektiyi yoki bosh ko'zgusi, odatda, sferik sirtga ega bo'ladi va gorizontal teleskoplarda selostatdan shimalda, qorong'i binoning ichida, minorasimon teleskoplarda esa minora tagidagi quduq tubida, temir yo'llar bo'ylab harakatga keltiriladigan aravachaga o'matiladi.

Gorizontal Quyosh teleskoplarida bosh ko'zgudan qaytgan nurlar teleskopning bosh (n'yuton) fokusiga, binoning ichida, binoga nurni kirish tuynugi yaqinida yig'iladi va Quyoshning tasvirini hosil qiladi. Bu yerga kamera o'matib Quyoshni rasmga tushirish mumkin. Bosh ko'zgudan kelayotgan yig'iluvchi nurlar yo'liga diognal yassi ko'zgu kiritib, ularni yon tomonga qaytarish va qo'zg'olmas spektrografning (ASP-20) kirish tirqishiga (*S*) tushirish mumkin.



**2.21-rasm.** Minorasimon Quyosh teleskopi sxemasi va unda Quyosh nurining yo'nalishi.

Bunday teleskoplardan biri O'zFA Astronomiya institutida o'rnatilgan va u ATSU-5 deb ataladi. Uning ko'zgulari kam issiqlik kengayishiga ega ( $3 \cdot 10^{-7} \text{ mm/s}$ ) materialdan, sitalldan, yasalgan, bosh ko'zgusining diametri  $D=44 \text{ sm}$ , fokus masofasi  $F=1700 \text{ sm}$ . Bu teleskop Kassegren optik tizimga ham aylantirilishi mumkin. Buning uchun bosh ko'zgudan qaytgan nurlar optik o'q yoniga o'rnatilgan qabariq giperbolik ko'zgugatushiriladi. Kassegren fokusi bosh ko'zgu yonida, undan orqaroqda, joylashgan bo'ladi va uning ekvivalent fokus masofasi  $F_{\text{ekv}} = 6000 \text{ sm}$  ga teng. Bu yerda Quyosh tasvirining diametri  $60 \text{ sm}$  ga teng.

Minorasimon teleskoplarda bosh ko'zgudan qaytgan nurlar yo'liga diagonal joylashgan yassi ko'zgu kiritiladi va u yig'ilib kelayotgan nurlarni yon tomonga, gorizontal holatda joylashgan spektrograf tomonga qaytaradi. Spektrografning tirqishi tekisligida Quyoshning tasviri hosil bo'ladi. Ukraina FA ning Qrim Astrofizika Observatoriyasida diametri  $1 \text{ m}$  bo'lgan shunday teleskop o'rnatilgan.

Gorizontal va minorasimon teleskoplar katta dispersiyali spektrograflar ( $10 \text{ mm/}\AA$ ) bilan qurollangan bo'ladi. Ularda Quyosh spektri tekshiriladi, Quyosh yuzining magnit va nuriy tezlik maydonlari xaritasi tuziladi. Yuqorida aytganimizdek bu teleskoplarda Quyosh nuri yassi ko'zgular yordamida obyektivga tushiriladi va kun dovomida Quyosh nurini yassi ko'zguga tushish burchagi o'zgarib boradi. Nurni yassi ko'zguga tushish va undan qaytish burchagini o'zgarishi nurni qutblanganligini o'zgartishiga sababchi bo'ladi (masalan, yassi sirtdan  $\approx 55^\circ$  (Bruster burchagi) burchak ostida qaytgan nur to'la qutblangan bo'ladi). Bu hodisa Quyosh yuzida magnit maydonlarni o'lhashda xatolikka olib keladi. Shuning uchun hozirgi zamondan Quyosh teleskoplari yulduz teleskopi singari parallaktik qurilmaga o'rnatilmoqda. Bunday teleskoplardan biri Kit Pik (Arizona, AQSh) observatoriyasida o'rnatilgan (SOLIS – Solar Long Interval Study). Bu teleskopda Quyosh sirtining magnitogrammalarini chiziladi. Yana bir bunday Quyosh teleskopi Gavay (AQSh) oroliga o'rnatilmoqda. Ilg'or texnologiyalarga asoslangan bu Quyosh teleskopi (ATST – Advanced Technologi Solar Teleskop) bosh ko'zgusining diametric  $4 \text{ m}$  va u Gregori optik tizimda yasalgan. Bu teleskoplarda Quyosh nuri kun davomida to'ppa to'g'ri bosh ko'zgiga tushadi, yani bosh ko'gu hammavaqt Quyoshga qaragan holatda bo'ladi.

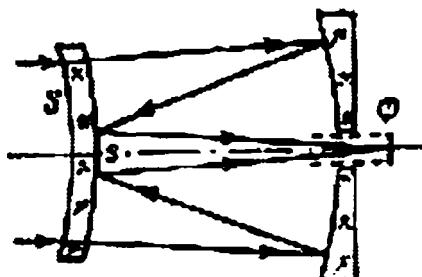
**2.9.3. Fotogeliograf.** Quyoshni oq nurda yoki rangli shisha filtrlar orqali boshqa rangda suratga olishda qo'llaniladigan teleskop **fotogeliograf** deb ataladi. Fotogeliografning ikki xil turi mavjud:

**1). Refraktor fotogeliograf.** Teleobyektiv singari yasalgan reflector fotogeliograf ikkita (biri yig'uvchi, ikkinchisi sochuvchi) obyekтивдан iborat bo'ladi. Sochuvchi obyektiv (ikkala sirti botiq) yig'uvchi obyektivning fokusidan biroz ( $d < f_1$ ) oldinroqda o'rnatiladi. Bu yerda  $d$  – linzalar orasidagi masofa,  $f_1$  – yig'uvchi,  $f_2$  – sochuvchi linza larning fokus masofasi. Bunday tizimning ekvivalent fokus masofasi

$$F_{eqv} = -f_1 f_2 / (d - (f_1 + f_2)). \quad (2.13)$$

Fotogeliografning uzunligi  $l = F - d(f_1 - d) / d - (f_1 + f_2)$  ga teng bo'ladi. Misol tariqasida AFR-3 ni keltirish mumkin. Uning ekvivalent fokus masofasi  $F_{eqv} = 7\text{ m}$ , uzunligi  $l = 2,5\text{ m}$  ga teng.

**2). Meniskli fotogeliograf.** Obyektivi sferik ko'zgudan iborat bu fotogeliografda ham teleobyektiv tizim qo'llanilgan. Bosh ko'zguning sferik aberratsiyasi ikkita yupqa linza, menisk yordamida bartaraf etiladi. Bir tomoni qabariq, ikkinchisi botiq linzalar egriligi bir-biriga qaragan holda bosh ko'zgu fokusi oldiga o'rnatiladi. Ko'zgu tomondagи linzaning tashqi o'rta qismi ( $3\text{ sm}$ ) qabariq ko'zgu shaklda ishlangan. Quyosh nurlari menisklardan biroz yoyilgan holda chiqadi va bosh ko'zguga tushadi. Undan qaytgan yig'iluvchi nurlar ikkinchi menisk orqa sirtidagi qabariq ko'zguchaga tushadi va undan aks qaytib bosh ko'zguning o'rtasidagi teshikchadan o'tadi va undan  $40\text{ sm}$  lar chamasi uzoqlikdagi fokal tekislikda Quyoshning tasvirini hosil qiladi (tizim Kassegren tizimiga o'xshash ishlaydi). Meniskli fotogeliografga



**2.22-rasm.** Meniskli va teleobyektiv singari yasalgan fotogeliograflar sxemasi.

*FG-1* misol bo'la oladi. Uning obyektivi diametri  $D=12\text{ sm}$ , ekvivalent fokus masofasi  $F_{eq}=8\text{ m}$ , ko'zgulari orasidagi masofa  $d=50\text{ sm}$ , fokal tekisligining ko'zgudan uzoqligi  $30\text{ sm}$  bo'ladi. Fotogeliograflar ekvatorial qurilmaga o'rnatiladilar va Quyosh soati bo'yicha yuruvchi soat mexanizmi yordamida olam o'qi atrofida aylantiriladi.

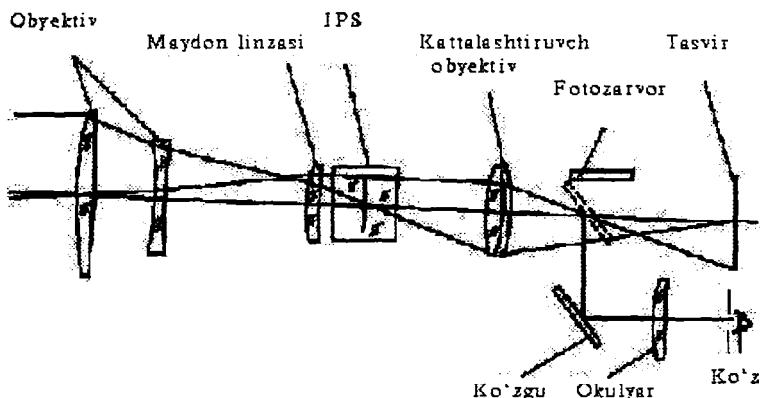
Ikkala tipdag'i fotogeliografda ham kengligi o'zgaruvchan sektorsimon teshikka ega, prujina yordamida aylantiriladigan, ochibbekitgich ishlatiladi va ekspozitsiya vaqtini belgilashda va Quyoshni suratga tushirishda qo'llaniladi. Fotogeliografning quyi qismiga vint yordamida ichkariga va tashqariga suriladigan quvurchaga fotoplastinka solingan kasseta joylashtiriladi. Bu quvurchani surib fotoplastinka fotogeliografning fokal tekisligiga keltiriladi.

Fotogeliografning spektral o'tkazish polosasi, odatda,  $100\text{ nm}$  dan oshmaydi va xromatik aberratsiyaning ta'siri kam bo'ladi. O'tkazish polosasi yana ham ingichka fotogeliograflar ham qo'llaniladi. Ular interferetsion nur saralagichlar (filtr) bilan quronlanadi. Hozirgi zamon fotogeliograflarda Quyosh tasviri CCD (bog'langan zaryadlar beradigan asbob) kamera yordamida magnit tasmaga yozib olinadi va kompyuterda ishlanadi.

**2.9.4. Xromosfera teleskopi.** Ma'lumki, Quyosh atmosferasining qatlamlaridan biri bo'lgan xromosferani spektri emission chiziqlardan tarkib topgan. Quyoshni biror xromosfera spektral chizig'i nurida yoki monoxromatik (yagona rangda) nurda kuzatishga mo'ljalangan teleskop **xromosfera teleskopi** deb ataladi. Bunday teleskoplar, odatda, refraktor bo'lib, u linzali obyektivdan, maxsus nur saralagich (interferetsion-polyarizatsion filtr, IPF) dan, kallimator va kamera linzalaridan tashkil topgan bo'ladi. IPF biror xromosfera spektral chizig'ida sochilayotgan nurlarnigina o'tkazadi. Obyektivning fokusi orqasiga kollimator shunday qo'yiladiki, undan o'tgan nurlar parallel nurlardan iborat bo'ladi. Bu parallel nurlar IPF ichiga kiradi va undan faqat ma'lum to'lqin uzunlikka ega bo'lgan nurlargina o'tadi va kamera linzaga tushadi. Kamera linza suratga oluvchi kamera yuzida Quyoshning monoxromatik tasvirini hosil qiladi (2.23-rasm).

IPF ning o'tkazish polosasi, odatda,  $0,5\text{ \AA}$  dan oshmaydi va u birorta xromosfera chizig'ining markaziy to'lqin uzunligi va uning  $\pm 0,25\text{ \AA}$  atrofiga tegishli nurlarni o'tkazadi. Bunday chiziq vodorod, kalsiy ion, natriy yoki birorta metall chizig'i bo'lishi mumkin. Xro-

mosfera teleskopi bizga Quyoshni birota kimyoviy elementning spektral chizig'i nurida, masalan, vodorod chizig'i  $H_{\alpha}$  nurida, ko'rishga imkon beradi. Har xil temperaturada hosil bo'ladigan vodorod va kalsiy ionlari chiziqlarida olingan xromosfera suratlari bir-biridan farq qiladi. Vodorod chizig'i  $10000^{\circ}$  da, kalsiy ionlari chizigi esa  $6000^{\circ}$  da hosil bo'ladi. Bu chiziqlarda olingan suratlar bizga har xil temperaturadagi tuzulimalarni, xromosferaning boshqa-boshqa qatlamlari ni ko'rsatadi.



**2.23-rasm.** Xramosfera teleskopi sxemasi.

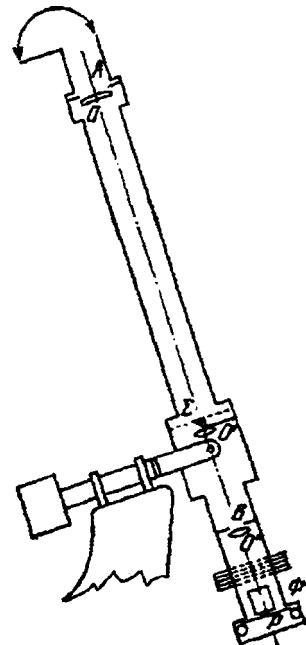
Ma'lumki, spektral chiziqlarning markaziy chastotasida yutadigan atomlar soni nihoyatda ko'p, ya'ni atmosferaning yutish koeffitsienti yuqori yoki uning notiniqligi kuchli bo'ladi. Bunday sharoitda ko'rish chizig'i atmosferaning ichki qatlamlarigacha kirib bora olmaydi va biz faqat yuza qatlamlarnigina ko'ramiz. Chiziq qanotlarida esa notiniqlik kuchsiz va ko'rish chizig'i atmosferaning ichki qatlamlargacha yetib boradi. IPF ni o'tkazish polosasini to'lqin uzunliklar shkalasi bo'yicha biroz ( $\pm 0,5 \text{ \AA}$ ) u yoki bu tomonga surish mumkin. Bu bizga chiziqlarning qanotlariga chiqishimizga imkon beradi. Bu esa, o'z navbatida, atmosferaning har xil qatlamlarini ko'rishga va suratga olishga imkon beradi. Xramosfera teleskopi Quyosh chaq-nashlari va tez o'zgaruvchan jarayonlarni kuzatishga va o'rganishga mo'ljallangan.

**2.9.5. Koronograf.** Qo'lingizni cho'zib bosh barmog'ingiz bilan Quyosh gardishini bekitsangiz, barmog'ingiz atrofida undan

uzoqlashgan sari yorug'ligi asta-sekin kamayib boradigan osmonni ko'rasiz. Oddiy sharoitlarda bu Quyosh nurini Yer atmosferasida sochilishidan hosil bo'Igan shu'ladir. Biroq baland tog' (3000 m) sharoitida, atmosferaning chang qatlami ustida, bu shu'la barmoq-dan uzoqlashgan sari tez sur'atlar bilan kamaya boradi va ko'mko'k osmon ko'rindi. Quyosh gardishi atrofidan uzoqlashgan sari tez kamaya boradigan bu yog'du, Quyosh atmosferasining eng tashqi qatlami, Quyosh tojining shu'lasidir. Tojni Quyosh to'la tutilganda, 2-5 minut davomida ko'rish mumkin, u Quyoshdan atrofga taraluvchi nurlardan iborat. Quyosh to'la tutilganda, Oy gardishi Quyoshning 99% yorug'ligi chiqadigan gardishni (otosferani) to'sadi, Yer Oy soyasi ichiga kiradi, osmonning yorug'ligi (u Quyosh nurini Yer atmosferasida sochilishi natijasida hosil bo'ladi) keskin kamayadi (Quyosh botgandan keyingidek).

Tojning intinsivligi fotosferanikidan 10° marta kamdir va oddiy sharoitlarda, osmon musaffo bo'Iganda ham, Yer atmosferasining intensivligi undan o'n marta kuchli bo'ladi. Shuning uchun Quyosh tojini baland tog' sharoitida ko'-rish va uni maxsus teleskop, koronograf, yordamida suratga tu-shirish mumkin. Koronograf ichiga Quyosh gardishi nurini to'sish maqsadida «sun'iy Oy» deb atlaluvchi prizma shakldagi dumoloq ko'zgu o'rnatiladi. Gardish nuri bu ko'zgudan aks qaytib yon to-monga, teleskop quvuridan tash-qariga chiqarib yuboriladi, sun'iy Quyosh tutilishi sharoiti ro'y beradi, «sun'iy Oy» ortida xiralash-gan osmon ko'rindi.

Koronograf yasashda qo'yiladigan asosiy shart, teleskop ichida nurni sochilishini minimumga keltirishdir. Buning uchun koronograf obyekktivi yuqori navli toza shishadan yasaladi. U bir



**2.24-rasm.** Koronografning sxemasi va unda toj nurini yo'nalishi.

tomoni qabariq ikkinchisi esa yassi bitta linzadan iborat bo‘ladi. Obyektivdan o‘tgan nurlar bir necha diafragma (to‘sqich) lar orqali o‘tadi. Sun’iy Oy obyektivning fokusiga o‘rnataladi va uning orqasiga maydon linzasi ( $O_2$ ) o‘rnataladi va u kamera linzasi ( $O_3$ ) bilan birgalikda Quyosh gardishi atrofining tasvirini kino kamera yuziga tushiradi. Kamera oldiga ingichka o‘tkazish polosasiga ega bo‘lgan shisha, interferetsion yoki interferetsion-polyarizatsion (IPF) filtr o‘rnataladi. Koronograf ichida chang zarralari bo‘lmasligi shart. Bunday teleskop baland tog‘ va musffo osmon sharoitida, birorta toj spektral (masalan, yashil toj chizig‘i  $\lambda 530,3\text{ nm}$ ) chizig‘i nurida, Quyosh tojining suratini olishga imkon beradi.

### Savollar

1. Quyosh teleskopi boshqa teleskoplardan nima bilan farq qiladi?
2. Gorizontal va minorasimon teleskopni ishlatalish prinsipi.
3. Fotogeliograf nima va uni qanday turlari bor?
4. Xromosfera teleskopi nima va u nimani qanday kuzatishda qo‘llaniladi?
5. Koronograf nima va u boshqa teleskoplardan nima bilan farq qiladi?

### **III BOB. TELESKOPGA O'RNATILADIGAN YORDAMCHI ASBOBLAR**

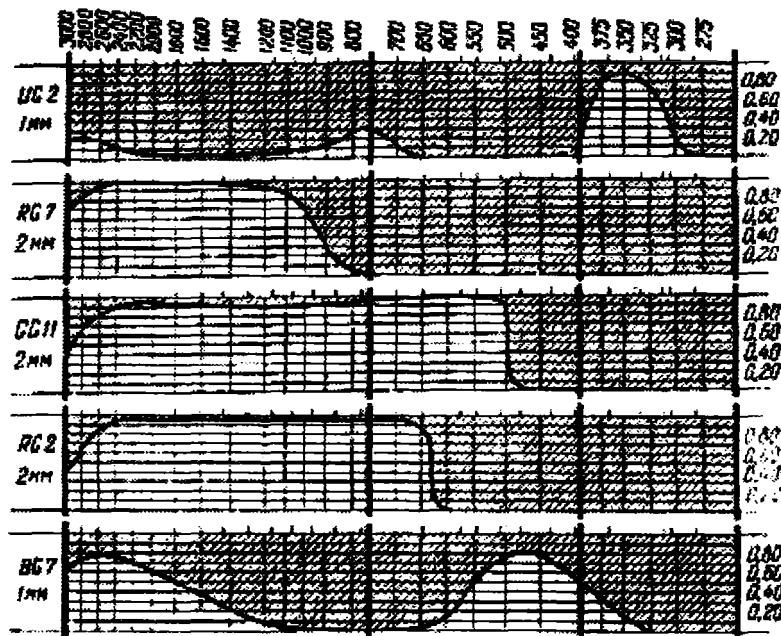
#### ***3.1. Teleskopda yig'ilgan nurga dastlabki ishlov berish***

Teleskop obyektivi yordamida yig'ilgan osmon yoritqichining nurlanishini qayd qilishdan oldin uni ma'lum ishlovdan o'tkazish kerak bo'ladi. Bu ishlov tekshirishga qo'yilgan masalani yechishga qaratilgan bo'ladi. Masalan, nurlanishni nur to'sqich va saralagichlar (filtr) yordamida intensivligini kamaytirish va keraksiz nurlardan tozalash yoki spektrga yoyish, tasvirni kattalashtirish yoki kichraytirish va shunga o'xhash dastlabki ishlovdan o'tkazishga to'g'ri keladi. Bu maqsadda turli xil nur to'sqichlar va saralagichlar, spektrograflar va boshqa nurlanishga ishlov beruvchi asboblar qo'llaniladi. Bu asboblar teleskopga o'rnatiladi va obyektiv yordamida yig'ilgan nurlanish ular orqali o'tadi va shundan keyingina o'lchanadi va qayd qilinadi.

**3.1.1. Nurlanishni saralagichlar (filtr) va ularning asosiy ko'rsatkichlari.** Ma'lum uzunliklar oraliq'idagi elektromagnit to'lqinlarnigina o'tkazadigan va bu oraliqdan tashqaridagilarni o'tkazmaydigan optik muhit **nurlanish saralagich** (filtr) deb ataladi. Bunday saralagichlarning bir necha turlari mavjud: rangli shisha, interferetsion saralagich, polyaroid, interferetsion-polyarizatsion saralagich shular jumlasiga kiradi.

**a) Yorug'lik saralagich (Rangli optik shisha).** Yorug'lik nurlarini har xil rangdagi nurlarga ajratish uchun rangli optik shishadan foydalanish mumkin. Qalinligi bir necha mm, yuzasi bir necha o'n  $sm^2$  keladigan ustki va ostki sirtlari parallel bo'lgan rangli optik shisha ma'lum spektral oraliq yoki diapazondagi nurlanishni o'tkazadi, undan tashqaridagilarini o'tkazmaydi. Bunday saralagichlar optik zavodlarda maxsus standartga asosan yasaladi va ichi bo'ylab bir xil optik zichlikka ega bo'ladi. Har bir bunday standart yorug'lik saralagich ma'lum optik ko'rsatkichga ega bo'ladi va u ma'lum belgi yoki marka bilan belgilanadi. Ular rangli optik shishalar katalogiga kiritiladilar va bunday kataloglarda rangli shishani spektral o'tkazish

sohasi, optik qalinligi beriladi. Masalan, *RG-14* markali rangli shisha, to'lqin uzunligi  $\lambda \geq 630$  nm bo'lgan qizil nurlarni yoki *YG-11*- $\lambda \geq 530$  nm bo'lgan yashil, sariq, qizil nurlarni o'tkazadi. Bunday rangli shishalarning bir necha turini ketma-ket joylashtirish yo'li bilan o'tkazish oraliq'i tor (10 nm) saralagich tuzish mumkin. Bunday saralag'ich nurlanish priyomnigining qayd qilish spektral sohasini chegaralaydi va astronomik kuzatishlarni teleskopning kuzatish diapazonida olib borishga imkon beradi.



**3.1-rasm.** Ayrim Shott firmasining yorug'lik saralagichlarning (rangli shisha) o'tkazish koeffitsiyentni o'zgarish egri chiziqlari.

Shuning uchun saralagich tanlanayotganda priyomnikning spektral sezgirligini ham inobatga olish kerak, ya'nii tanlanayotgan saralagich priyomnikning maksimal sezgirligi atrofidagi spektral sohani o'tkazishi ta'minlanadi. Masalan, uch rangli UVB fotometriyada yulduzning V rangda yulduziy kattaligini o'lhash uchun panxromatik fotoemulsiya bilan birgalikda XG-18 va BGG-21 saralagichlarni

qo'llash kerak bo'ladi. Besh rangli elektrofotometriyada  $V$  rangda yulduziy kattalikni o'lchash uchun, fotoelektron ko'paytгich (*FEU-79*) oldiga yuqoridagi ikkala yorug'lik saralagich qo'yiladi.

**b). Interferetsion saralagich.** Rangli shisha saralagichlar keng ( $\geq 100 \text{ nm}$ ) spektral diapazonni o'tkazadi. Ayrim hollarda tor (bir necha  $0,1 \text{ nm}$ ) spektral diapazonni ajratish talab qilinadi. Bunday ishni interferetsion saralagich bajarishi mumkin va u Fabri-Pero interferometriga o'xshash asosda yasaladi va ishlaydi. Optik sirtga ega tiniq shisha plastinka yuziga ustma-ust qalinligi saralanishi kerak bo'lgan to'lqinlar uzunligining choragiga ( $\lambda/4$ ) teng rux-sulfidi ( $ZnS$ , sindirish koeffitsiyenti  $n=2,4$ ) va kriolet ( $NaAlF_6$ ,  $n=1,36$ ) qatlamlari suriladi. Qatlamlar chegaralaridan nur aks qaytadi va interferentsiyalanadi. Umumiy qalinligi  $0,55\mu$  bo'lgan to'rtta rux-sulfidi va uchta kriolet qatlamlardan iborat «qatlama» interferometr  $450 \text{ nm}$  dan  $650 \text{ nm}$  gacha oraliqni ajratadi va 90% nurlanishni o'tkazadi. O'n olti qatlamlili bunday saralagich 50% o'tqazish bilan  $6,5 \text{ nm}$  diapazon oraliqni ajratadi. Eng yaxshi interferetsion saralagichlarning o'tkazish sohasi kengligi bir necha angstromga ( $10^{-8} \text{ sm}$ ) teng va 50% o'tkazishga ega. Bunday saralagichlarni yasash yuqori mafhorat va texnik yechim talab etadi. Qatlamlarning qalinligi saralagich yuzining barcha qismlarida bir xil, ya'ni  $\lambda/4$  ga teng bo'lishi kerak.

**v). Xiralatgich polyaroid.** Tabiiy nurlanishni yassi parallel qutblangan nurga aylantiruvchi muhit **polyarizator** deb ataladi. Bunday ishni yorug'lik nurlarida turli xil kristalik prizmalar bajaradi. Masalan, Nikol prizmasidan o'tgan nурда elektrik vektorning tebranishi ma'lum parallel tekislikda ro'y beradi. Hozirgi zamonda dixroizm (ikki to'lqinda ajratuvchi) hodisasiiga asoslangan polyarizatorlar mavjud va ular **polyaroid** deb ataladi. Ular orasida nitro yoki atsitol-sellyuloza (geropatit polyaroid) va polivinil plyonkalar eng ko'p qo'llaniladilar. Geropatit nur to'sqich  $450-700 \text{ nm}$  diapozonda 98-99% qutblanish hosil qiladi. Polivinil polyaroidlar esa  $400-750 \text{ nm}$  diapozonda yuz foiz qutblanish beradi. Ular yupqa plyonka shaklda bo'ladilar va ikkita optik sifatli shisha plastinka orasiga solib siqib qo'yiladi.

Ikkita polyaroididan yaxshi nur to'sqich yasash mumkin va bunday nur to'sqich yorug' yulduzni yulduziy kattaligini kattaligi ma'lum bo'lgan xira yulduz bilan solishtirib o'lchashda yaxshi sammara beradi. Yorug' yulduzning nurini nur to'sqich orqali xira yulduznikini esa to'ppa to'g'ri o'tkazamiz. Polyaroidlarning birini optik

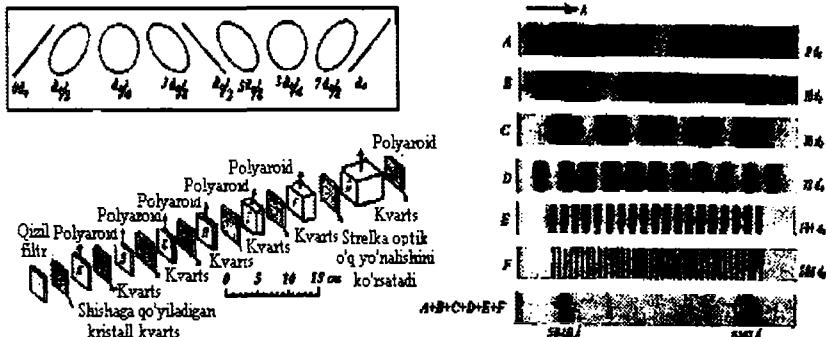
o'q atrofida aylantira boshlasak nur to'sqich yorug' yulduz nurini xiralata boshlaydi. Bu amalni yulduzlar yorug'ligi teng bo'lguncha davom ettiramiz. Polyaroidlarning o'tqazish tekisliklari orasidagi burchakka ko'ra, nur to'sqich yorug' yulduz nurini qanchaga kamaytirganini hisoblash qiyin bo'lmaydi (bu mavzuga vizual astrofotometriyaga bag'ishlangan bobda qaytamiz).

**g). Interferetsion-polyarizatsion saralagich (IPS).** Astrofizik tekshirishlarda o'tkazish polosasining kengligi  $\Delta\lambda \leq 0,1 \text{ nm}$  bo'lgan saralagichlar ham zarur bo'ladi. Bunday saralagich birorta spektral chiziq nurida, monoxromatik nurda tekshirishlar bajarishga imkon beradi.

Bu to'g'ida biz yuqorida, xromosfera teleskopiga to'xtalganimizda, gapirgan edik. Bunday saralagichni yasashda qutblangan (polyarizatsiyalangan) nurlanishni interferentsiyalanishi hodisasiga asoslaniladi.

Agar polyaroiddan o'tgan yorug'lik nuri yo'liga kristall kvars plastinka kirtsak (plastinkaning optik o'qi polyaroidning qutblantirish tekisligiga  $45^\circ$  burchak ostida joylashtiriladi), unda nur oddiy (sindirish koeffitsienti  $n_o$ ) va nooddiiy (sindirish koeffitsienti  $n_e$ ) nurlarga ajraladi. Ma'lumki, kvarsda bu nurlarning sinish koeffitsiyenti har xil, ya'ni  $n_e > n_o$ . Bu yerda  $n_e$  – nooddiiy,  $n_o$  – oddiy nuring sinish koeffitsenti. Plastinkadan oddiy va nooddiiy nurlarni tashkil etgan elektromagnit to'lqinlar fazalar bo'yicha bir-biriga nisbatan siljigan holda chiqadi. Plastinka qancha qalin bo'lsa, siljish miqdori shuncha katta bo'ladi. To'lqin uzunligi  $\lambda_0$  ga teng bo'lgan nur fazasini  $2\pi$

birlikka siljitish uchun qalinligi  $d_0 = \frac{\lambda_0}{(n_e - n_o)}$ , bo'lgan kvars plastinka kerak bo'ladi va bunday platinkadan o'tgan  $\lambda_0$  uzunlikdagi nuring qutblanishi o'zgarmaydi. To'lqin uzunligi  $\lambda_0$  dan uzun va qisqa bo'lgan nurlarning oddiy va nooddiiy tashkil etuvchilarini bir-biriga nisbatan  $2\pi$  dan kam yoki ko'p faza siljishi ro'y beradi va ular plastinkadan elliptik qutblangan holda chiqadi. Agar endi plastinka orqasiga, nur yo'liga, qutblantirish tekisligi birinchi polyaroidning kiga parallel polyaroid qo'ysak,  $\lambda_0$  uzunlikdagi to'lqinlar o'zgarishsiz o'tadi, boshqalari esa xiralashgan holda o'tadi yoki butunlay o'tmaydi. Masalan, vodorodning  $H$  chizig'i ( $\lambda=656,3 \text{ nm}$ ) uchun  $(n_e - n_o) = 0,009$ . Bu chiziqqa mos keladigan to'lqinni  $2\pi$  fazaga siljitish uchun qalinligi  $d_0 = 0,073 \text{ mm}$  keladigan kvars plastinka kerak bo'ladi.



**3.2-rasm.** Interferetsion-polyarizatsion saralagichda polyaroid va kvars plastinkalarni joylashishi va har bir kvars plastinkadan keyin hamda barcha bunday plastinkalardan va polyaroidlardan yasalgan qatlama saralagichda kuzatiladigan interferensiya manzara (o'ngda).

Bunday yupqa plastinkani yashash qiyin, biroq, qalinligi  $d=10d_0$  keladigan kvars plastinka ham  $H_a$  chiziqni o'zgarishsiz o'tkazadi, biroq bunday plastinkaning o'tkazish polosasi juda keng bo'ladi. Agar qalinligi  $20d_0$  plastinka ishlatsak saralagichimizning o'tkazish polosalari soni avvalgini kiga qaraganda ikki marta, qalinligi  $40d_0$  bo'lgan plastinka ishlatsak, to'rt marta va hokazo ko'p bo'ladi va ular orasida  $H_a$  chiziqni c'tkazadigani ham albatta bo'ladi va uning kengligi plastinkalarning qalinligi oshgan sari kichraya boradi. Endi qalinliklari  $10d_0$ ,  $20d_0$ ,  $40d_0$  va hokazo bo'lgan plastinkalar orasiga yuqorida gidek polyaroidlar qo'yib bir-biriga yopishtirsak, hosil bo'lgan "qatlama" saralagichning o'tkazish polosalaridan biri  $H_a$  chizig'iga mos keladi, qolganlari esa undan ancha uzoqda bo'ladilar va ularni rangli shisha yoki interferetsion saralagich yordamida bartaraf qilish mumkin. Masalan,  $H_a$  chizig'iga mo'ljallangan IPS ni ikkinchi o'tkazish polosasi  $\lambda=594,8\text{ nm}$  ga to'g'ri keladi va uni *RG-14* markali qizil shisha saralagich yordamida bartaraf qilish mumkin.

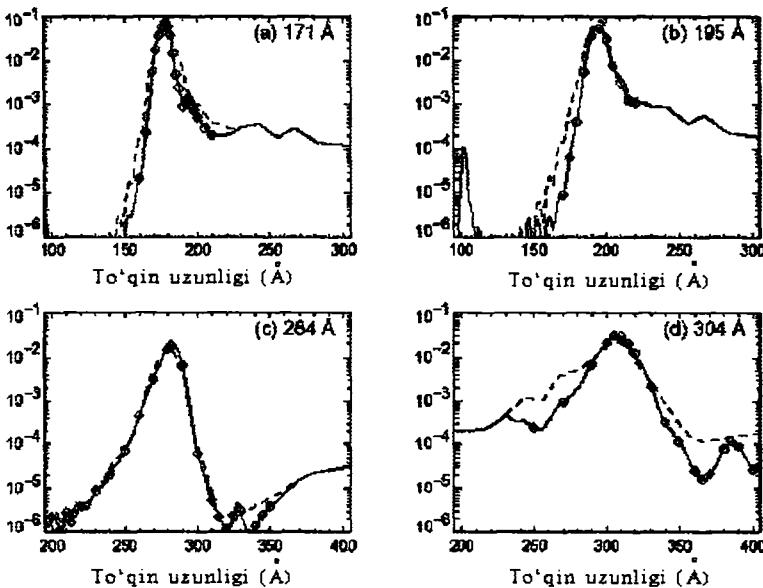
Hozirgi zamonda bunday IPS lar astrofizikada, ayniqsa, Quyoshni tekshirishda keng qo'llaniladi. Ularning o'tkazish polosasining kengligi  $\Delta\lambda<0,05\text{ nm}$ . Hatto o'tkazish polosasi  $\Delta\lambda<0,01\text{ nm}$  bo'lgan IPS lar ham yasalmoqda va ular Quyosh yuzidagi kuchsiz magnit maydonlarni va modda harakatini o'rganishda qo'llaniladi.

**d). Ultrabinafsha (UB) va rentgen nur saralagichlar.** Yuqorida biz yorug'lik nurlarini saralashda ishlatiladigan optik saralagichlar bilan tanishib chiqdik. Shuningdek, ultrabinafsha va rentgen nurlarini saralagichlari ham bor. Chetki UB nurlar qalinligi  $0,15 \text{ mkm}$  keladigan ikkita alyumeniy plynka orasiga qalinligi  $0,07 \text{ mkm}$  sellelyuoza plenka joylashtirilgan «qatlama» saralagich UB nurlarni rentgen nurlardan ajratib beradi. Agar teleskop obyektivi oldiga o'rnatiladigan bu «qatlama» saralagichdan keyin kamera oldiga qalinligi  $0,15 \text{ mkm}$  keladigan alyumeniy plenka yoki yana bitta «qatlama» saralagich kiritilsa, bu nurlarni ajratilishi yana ham kuchayadi.

Yuqorida ko'rilgan kosmik chetki UB teleskopida (EIT/SOHO – Extra ultraviolet Image Teleskop/SOlar Heliospheric Teleskop-chetki ultrabinafshada tasvirga oladigan teleskop/Quyosh va geliosferik observatoriya) bosh va ikkilamchi ko'zgu sirtlariga ustma-ust bir necha molibden va kreminiy qatlamlari yotqizish yo'li bilan tor o'tkazish polosasiga ega saralagich hosil qilishga erishilgan. Bu teleskopning baracha optik qismlari (bosh ko'zgu, yordamchi ko'zgu, nurlanish saralagichlar) ma'lum uzunlikdai (tanlangan spectral chiziq) to'lqinlarni o'tkazadi. Masalan, bosh ko'zgu to'rtta sektorga bo'lingan va ular to'rtta spektral chiziqdagi ( $\text{FeX/IX } 17,1 \text{ nm}$ ,  $\text{Fe XII } 19,5 \text{ nm}$ ,  $\text{Fe XIV } 28,4 \text{ nm}$  va  $\text{He II } 30,4 \text{ nm}$ ) sochilayotgan nurlarni o'tkazadi. EIT ning o'tkazish poloaslari chegarasi quyidagi 3.3-rasmda keltirilgan.

Rentgen sanoqchilar kirish teshigiga tortiladigan qalinligi  $10 \text{ mkm}$  keladigan lavsan (maylar), polipropilen plynokalar to'lqin uzunligi  $0,01 \text{ nm}$  dan  $10 \text{ nm}$  gacha bo'lgan rentgen nurlarni o'tkazadi. Qiya tushishga asoslangan rentgen teleskopning kirish teshigi oldiga qalinligi  $13 \text{ mkm}$  berilliyl plynka tortilsa, u qattiq rentgen nurlarda ( $0,35$  dan  $1,4 \text{ nm}$  gacha) osmon yoritqichi (Quyosh) ni suratga olishga imkon beradi. Agar shunday rentgen teleskop kirish teshigi oldiga lavsan plenka tortilsa, u holda yumshoq ( $4,4$  dan  $6 \text{ nm}$  gacha) rentgen nurlarda Quyoshni suratga olish mumkin.

**3.1.2. Nurlangich va to'lqin uzatuvchilar.** Agar parabolik antennaning (2.14-rasm) fokusiga Gerts dipolini o'rnatsak va uni o'zgaruvchan tok hosil qiluvchi generatorga ulasak, antennaning yo'naltirilish diagrammasi ichida dipol tayoqchalarining umumiyligidan ikki marta uzun to'lqinlar tarqala boshlaydi. Bunday qurilmada dipol tayoqchalar **nurlangich** deb ataladi. Agar endi dipol tayoqchalar priyomnikka ulansa, u antennaning yo'naltirilish



**3.3-rasm.** Chetki UB saralagichlarining o'tkazish polosasi va ular hamda teleskop sirtiga yotqizilgan molibden+kremniy qatlamlar orqali erishilgan monoxromatik UB teleskopning o'tkazish polosalari.

diagrammasi ichida yig'ilgan to'lqinlardan o'z uzunligiga mos keladiganini yutadi yoki qabul qiladi va uni priyomnikka uzatadi. Demak, radioteleskopning nurlangichi antennada yig'ilgan to'lqinlardan o'ziga mos keladiganini o'tkazadi, demak u to'lqin saralagich vazifasini bajaradi.

Priyomnik ham nurlangich o'tkazgan to'lqinni qayd qilishga mo'ljallangan bo'ladi. Boshqa to'lqinlarni qayd qilish uchun boshqa dipollar va priemniklar qo'llash kerak bo'ladi. Shunday qilib, radioteleskop ma'lum uzunlikdag'i to'lqinlarni qayd qiladi, ya'ni u monoxromatik teleskopga (masalan xromosfera teleskopiga) o'xshaydi. Uning nurlangichi to'lqin saralagich vazifasini bajaradi.

Agar antennaning fokusiga, dipol o'rniiga, uchi karnaysimon qilib ishlangan quvurcha o'rnatilsa, u o'z diametri kattaligiga mos keladigan to'lqinlarni priyomnik tomon o'tkazadi. Bunday quvurcha **to'lqin uzatuvchi** deb ataladi va uning ikkinchi uchi to'lqinni yuta-

digan qurilmaga, masalan, dipolga, tutashtiriladi. Antenna fokusiga har xil diametrdag'i bir necha quvurchalar uchlari joylashtirilishi mumkin va ularning har birining ikkinchi uchi o'z priyomnigiga ulanadi. Shunday qilib radioteleskop bir vaqtning o'zida bir necha to'lqinlarda ishlashi mumkin. Bunday bir necha to'lqinda ishlaydigan radioteleskop radio spektrograf deb ataladi.

## Savollar

- 1) Teleskopga nima maqsadda qo'shimcha asboblar o'rnatiladi?
- 2) Nur saralagich qanday vazifani bajaradi va uning qanday turlari mavjud va ular bir-birlaridan nima bilan farq qiladilar?
- 3) Interferetsion-polyarizatsion saralagich qanday prinsipga asoslanib ishlaydi?
- 4) Polyaroid xiralatgich qanday maqsadda qo'llaniladi?
- 5) Radioteleskopning nurlangichi qanday vazifani bajaradi?
- 6) To'lqin uzatuvchi nima va qanday vazifani bajaradi?

### *3.2. Spektrograflar va ularning asosiy ko'rsatkichlari*

Spektrograf ham yoritqichdan kelayotgan va obyektivda yig'ilgan nurlarga dastlabki ishlov berish maqsadida qo'llaniladi. U teleskopning okulyar o'rnatiladigan qismiga, okulyar o'rniga, ya'ni fokal tekislik orqasiga, unga taqab o'rnatiladi. Spektrografning kirish tirqishi fokal tekislikda joylashishi kerak. Spektrografning optik kuchi yoki nisbiy teshigi ( $d/f$ ) teleskopnikiga ( $D/F$ ) teng bo'lishi, uni effektiv ishlashini ta'minlaydi. Spektrograf yoritqichdan kelayotgan oq nurni monoxromatik tashkil etuvchilarga ajratadi va ularni to'lqin uzunliklari bo'yicha yonma-yon joylashtiradi, ya'ni spektrga yoyadi va bu spektrni suratga tushirish yoki o'chash mumkin bo'ladi. Ma'lumki, oq nur kvars prizmadan o'tganda yoki difraksion panjaradan aks qaytganda rangli nurlarga yoyiladi, shunga ko'ra spektrograflar ikki xil bo'ladi: prizmali va difraktsion panjarali.

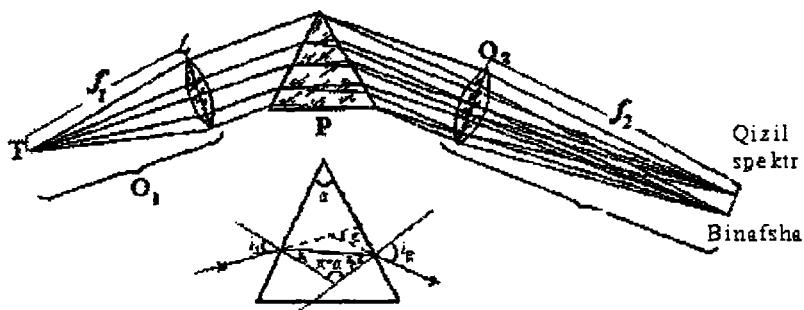
**3.2.1. Prizmali spektrograf.** Prizmali spektrograf oq nurni kvars prizmadan o'tayotganda sinishiga va prizmaning sindirish koefitsienti ( $n_s$ ) ni to'lqin uzunligiga bog'liqligiga, yani qisqa to'lqinli nurlarni uzun to'lqinlilarga qaraganda kuchliroq sinishiga asoslangan. Bunday spektrograf kirish tirqishi ( $S$ ) ga ega bo'ladi va prizmadan ( $P$ ), kol-

limator ( $O_1$ ) va kamera ( $O_2$ ) linzalaridan hamda nurlanish priymnigi o'rnatilgan kamera  $K$  dan tashkil topadi. Kollimator / uzunlikdagi kirish tirqishidan shunday masofada o'rnatiladiki, tirqishdan sochilayotgan nurlar undan to'la o'tadi va parallel nurga aylanaadi. Bu nurlar yo'liga prizma (P) shunday o'rnatiladiki, avvalo, prizmaning asosi kirish tirqishiga parallel bo'lishi, keyin kollimatorordan ( $O_1$ ) kelayotgan parallel nurlarni barchasi prizmadan o'tishi shart. Prizmadan o'tgan, rangli nurlarga ajralgan nurlanish kamera linzadan ( $O_2$ ) to'liq o'tadi.

Kamera linza o'z fokal tekisligida rangli nurlar ketma-ketligini, spektrni tuzadi. Spektrni bir tomonida qizil nurlar, ikkinchi tomonida esa binafsha nurlar va ular orasida qirmizi, sariq, yashil, ko'k, havorang nurlar joylashadilar. Rangli nurlar ketma-ketligi tutash yoki uzlusiz spektrni hosil qiladi. Bunday spektr suratga olinishi yoki magnit tasmaga yozib olinishi mumkin. Shunday qilib kirish tirqishi prizmaning asosiga parallel va kollimatorning fokal tekisligida joylash-tirilganda yuqori sifatli spektr olish mumkin. Bundan tashqari u teleskop obyektivining fokal tekisligiga joylashtirilishi zarur. Endi spektrografni dispersiyasi, ya'ni u tuzgan spektrda to'qinlarni yoyilish darajasi yoki ularni joylanish zichligi bilan tanishaylik.

Agar nur prizmaga  $i$  burchak ostida tushsa u prizmadan  $r$  bur-chak ostida chiqadi. Prizmaning sindirish koeffitsiyenti

$$n = \frac{\sin i}{\sin r} \quad (3.1)$$



**3.4-rasm.** Prizmali spektrografning o'rnatilish sxemasi va prizmaning asosiy hamda nur bilan tashkil etgan burchaklari.

Agar prizmaning uchidagi burchagi  $\alpha$  bo'lsa u holda  $r = \frac{\alpha}{2}$  va prizmadan o'tgan nur bilan unga tushayotgan nur orasidagi burchak

$$\varepsilon_0 = 2 \cdot i - \alpha. \quad (3.2)$$

Bu holda  $\sin i = n \cdot \sin(\alpha/2)$  va  $\sin(\varepsilon_0/2) = \sin(\alpha/2)(n \cdot \cos(\alpha/2) - \cos i)$ .  $i$  va  $\varepsilon_0$  prizmaning sindirish koeffitsiyentiga bog'liq. Agar (3.2) ni  $n$  bo'yicha differensiallasak u holda  $\frac{d\varepsilon_0}{dn} = \frac{2di}{dn}$  va  $\cos i \cdot di = \sin(\frac{\alpha}{2}) \cdot dn$ , bundan

$$\frac{di}{dn} = \frac{\sin(\frac{\alpha}{2})}{\cos i} = \frac{\sin(\frac{\alpha}{2})}{\sqrt{(1 - n^2 \sin^2(\frac{\alpha}{2}))}} \text{ va } \frac{di}{dn} = \frac{2 \sin(\frac{\alpha}{2})}{\sqrt{(1 - n^2 \sin^2(\frac{\alpha}{2}))}}.$$

Prizmaning sindirish koeffitsienti  $n_\lambda$  nuring to'lqin uzunligi orasidagi bog'lanish Kornyu formulasi yordamida quyidagicha ifodalanadi.

$$n_\lambda = n_0 + \frac{C}{\lambda - \lambda_0}, \quad (3.3)$$

bu yerda  $n_0$  to'lqin uzunligi  $\lambda_0$  bo'lgan nur uchun prizmaning sindirish koeffitsienti,  $C$  - doimiy miqdor. Bu bog'lanishni differentials-

lasak  $\frac{dn}{d\lambda} = -\frac{S}{(\lambda - \lambda_0)^2}$ . Shunday qilib,

$$\frac{d\varepsilon_0}{d\lambda} = -\frac{2 \sin(\frac{\alpha}{2})}{\sqrt{1 - n^2 \sin^2(\frac{\alpha}{2})}} \cdot \frac{C}{(\lambda - \lambda_0)^2}. \quad (3.4)$$

Bu prizmaning burchakiy dispersiyasi (spektrga yoyish darajasi) dir. Agar f kamera linzaning fokus masofasi bo'lsa, u holda spe-

ktrda chiziqiy dispersiya  $\frac{ds}{d\lambda} = f \frac{d\varepsilon_0}{d\lambda}$  va u bir to'lqin uzunligi birligiga

spektr bo'yab qancha uzunlik birligi to'g'ri kelishini ( $mm/\text{\AA}$ , millimeter/angstrom) ko'rsatadi. Chiziqiy dispersiya prizmaning uchidagi burchagiga, sindirish koeffitsientiga va kamera linzaning fokus masofasiga bog'liq.

Astrofizikada, odatda, teskari dispersiya ( $\frac{d\lambda}{ds}$ ) qo'llaniladi va u

spektr bo'yab bir uzunlik birligiga qancha to'lqin uzunligi birligi to'g'ri kelishini ko'rsatadi ( $\text{\AA}/mm$ ). Bitta prizmali spektrograflarda dispersiya 100  $\text{\AA}/mm$ . Biroq prizma orqasiga, undan chiqayotgan rangli nurlar yo'liga, yana bitta, ikkita prizmalar qo'yish mumkin. Natijada dispersiya bir necha marta oshadi.

Prizmali spektrograflarning dispersiyasi atrofning temperatura-siga bog'liq va prizma temperaturasini oz miqdorga o'zgarishi disper-siyani o'zgartirib yuboradi. Shuning uchun bunday spektrograflarni temperaturasi deyarli o'zgarmaydigan ( $\Delta T < 0,01^\circ$ ) termostat ichiga joylashtiriladi. Kvars prizmada ultrabinafsha nurlar kuchli yutiladi va spektrning bu qisqa to'lqinli qismiga prizmali spektrograflarni qo'llash maqsadga muvofiq emas.

Spektrografning yana bir ko'rsatkichi, bu uning spektral chiziqlarni ajrata olish kuchini ko'rsatadi. Spektrografning ajrata olish kuchi  $R$  bir xil intensivlikdagi (odatda, kuchsiz) yonma-yon joylashgan, biroq alohida-alohida ko'rindigan ikkita spektral chiziqlar orasidagi minimal masofa ( $\Delta\lambda$ ) ni ularning o'rtacha to'lqin uzunligiga  $R = \lambda/\Delta\lambda$  nisbati bilan belgilanadi. Berilgan spektrografda yonma-yon joylashgan, bir xil intensivlikdagi ikkita chiziq alohida-alohida ko'rindi, agar ular orasidagi masofa  $\Delta\lambda_{12} \geq \Delta\lambda$  bo'lsa. Odatda,  $R$  bir necha o'n mingdan yuz mingacha oraliqda bo'ladi.

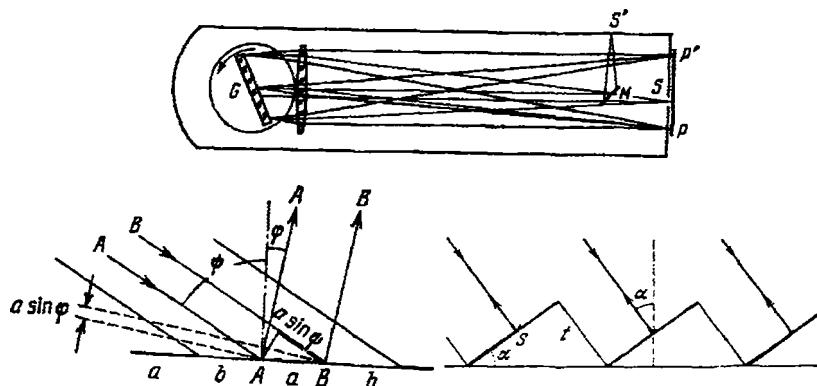
**3.2.2. Difraksiyon panjarali spektrograf.** Bunday spektrograf yonma-yon joylashgan tirkishlardan o'tayotgan nurlarni difraksiyalanishiga va interferensiyanishiga asoslangan. Astrofizikada, odatda, yassi ko'zgusimon difraksiyon panjara qo'llaniladi va u maxsus mashina yordamida parallel, teng ( $a$ ) oraliqda chiziqlar o'yilgan (chizilgan) ko'zgudan iborat bo'ladi. Bunday ko'zguga tushayotgan nur undan aks qaytadi va oraliqlar kichik bo'lgani uchun kuchli darajada difraksiyalanadi. Yonma-yon joylashgan tirkish (chiziq) lardan difraksiyangan nur interferensiyanadi, ya'ni  $\phi$  burchak ostida tushayotgan

nurlanish  $\phi_{mk}$  yo‘nalishlarda  $\sin \phi \pm \sin \phi_{mk} = (2m+1) \cdot \frac{\lambda}{2}$  bir birlik fazalar farqiga va maksimal intensivlikka ega bo‘ladi va  $\phi_{mi}$  yo‘nalishda  $\sin \phi \pm \sin \phi_{mi} = m \cdot \frac{\lambda}{2}$  yarim birlik fazalar farqiga va minimal intensivlikka ega bo‘ladi. Agar nur panjaraga tik tushayotgan panjara  $N$  ta shtrixdan tashkil topgan va shtrixlarning kengligi  $a$ , ular orasidagi masofa  $b$  bo‘lsa, maksimumlar

$$\pm \sin \phi_n = \pm \frac{n\lambda}{N(a+b)} \quad \text{yoki} \quad \sin \phi = \pm m \frac{\lambda}{a+b} \quad (3.5)$$

bo‘lgan  $\varphi_n$  yo‘nalishlarga to‘g‘ri keladi va  $n=0, N, 2N, \dots$ , hamda  $m=0, 1, 2, \dots$ . Panjaradan qaytgan, difraksiyalangan nurning markaziy maksimumidan boshqa barcha maksimumlari spektrga ajraladi. Bu spektrlarda dispersiyani topish uchun panjara formulasi (3.5) ni  $\lambda$  bo‘yicha differensiallaymiz.

$$\frac{d\varphi}{d\lambda} = \pm \frac{m}{(a+b)\cos \varphi}. \quad (3.6)$$



**3.5-rasm.** Difraksion panjaralari spektrograf (yuqorida, G-difraksion panjara, S-kirish tirqishi, SF-chiqish tirqishi. Shtrixlar profillari (pastda, to‘g‘ri burchakli (chapda), qiyshiq yoki eshel (o‘ngda)).

Panjaraga tik yo'nalishda joylashgan spektr uchun  $\varphi \approx 0$  va  $\cos\varphi = 1$ . Agar  $C = 1/(a+b)$  belgilash kirtsak, u holda  $d\varphi/d\lambda = \pm m C \cdot 10^{-7} \text{ radian}/\text{\AA}$ . Bu yerda  $C$  – diffraksion panjaraning doimiysi deb ataladi va bir mm da shtrix (chiziq) lar soniga teng. Hozirgi paytda  $C=300, 600, 1200 \text{ shtrix/mm}$  panjaralar uchraydi.

Diffraksion spektrga kamalak misol bo'la oladi. U, odatda, Quyoshga nisbatan qarama-qarshi tomonda yomg'ir yog'ayotgan paytda, yomg'ir tomchilari hosil qilgan suv "iplar"ni Quyosh yoritib turganda, ular sahnida kuzatiladi. Bu holda yomg'ir tomchilari hosil qilgan suv iplardan qaytgan Quyosh nurlari difraksiyalanadi va interferensiyalanadi, natijada kamalak ko'rindi. Kamalakni fontan suvi sahnida ham ko'rish mumkin. Bunda Quyosh orqa tomoningizda bo'ladi.

Panjaraga nur parallel tushganda spektr sifatlari va panjaradan qaytgan rangli nurlar ham parallel bo'ladi. Shuning uchun diffraksion spektrografda ham prizmali spektrogrfdagi singari kollimator va kamera linzalar yoki botiq ko'zgusimon obyektivlar qo'llaniladi. Kollimator ( $O_1$ ) oldiga, uning fokal tekisligiga kirish tirqishi ( $S$ ) o'rnatiladi. U panjara shtrixlariga parallel holda o'rnatilishi kerak. Kamera obyektivi ( $O_2$ ) rangli parallel nurlarni o'z fokal tekisligiga yig'adi va u yerda  $m=0, \pm 1, \pm 2, \dots$ , ya'ni birinchi, ikkinchi va hokazo tartibli spektrlar hosil bo'ladi. Markaziy maksimum  $m=0$  oq nurdan iborat va uning ikkala tomonida simmetrik ravishda birinchi ( $m=\pm 1$ ) ikkinchi ( $m=\pm 2$ ) va hokazo difraktsion tartib spektrlari joylashadi. Difraktsion spektrografning chiziqiy dispersiyasi

$$\frac{ds}{d\lambda} = f_2 \cdot m \cdot C \quad \text{mm/\AA} \quad (3.7)$$

$f_2$  – kamera obyektivining fokus masofasi. Yuqorida ko'rilgan ATsU-5 gorizontal Quyosh teleskopiga o'rnatilgan ASP-20 markali spektrograf  $S=600 \text{ shtrix/mm}$  panjara bilan qurollangan. U avtokollimatsion (kollimator va kamera obyektivi vazifasini bitta botiq sferik ko'zgu bajaradi) tizimda yasalgan,  $f_2=750 \text{ sm}$ . Birinchi difraktsion tartibda dispersiyasi  $ds/d\lambda=0,48 \text{ mm/\AA}$ . Spektrografning kirish tirqishi kengligi  $\delta=f_1 \cdot \lambda / d_1$ . Bu yerda  $f_1$  va  $d_1$  kollimatorni fokus masofasi va diametri va ular nisbati gorizontal Quyosh teleskopi (ATsU-5) nikidek bo'lishi kerak, ya'ni  $d_1/f_1=D/F$ . ASP-20 uchun  $\delta=35\lambda$  va  $\lambda=0,5 \mu\text{m}$  bo'lganda  $\delta=0,018 \text{ mm}$ . Amalda  $\delta$  biroz (1,5 barobargacha)

kattaroq tanlanadi. ASP-20 da  $d=0,05$  mm gacha etkazilganda spektrning sifati buzilmaydi.

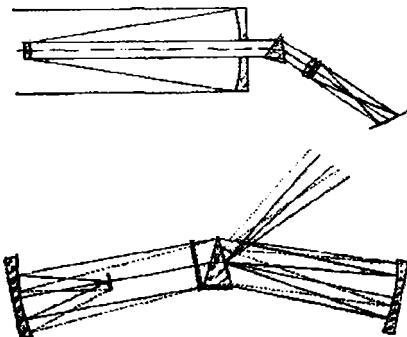
Difraksion spektrografning ajrata olish kuchi panjaradagi shtrixlarning umumiy soni ( $N$ ) ga va difraksiya tartibi ( $m$ ) ga bog'liq, ya'ni  $R \approx mN$ . ASP-20 ning birinchi ( $m=1$ ) tartibida o'lchangan (И. Саттаров, Солнечные процессы и их наблюдение. Сборник работ. Т.: ФАН, 1975) ajrata olish kuchi  $R=90000$ , ikkinchi tartibida 130000 va uchinchi tartibida 160000.

**3.2.3. Spektrografni teleskopga o'rnatish va ishlatalish.** Difraksion spektrografda manbaning nuri  $2n+1$  ta difraksion tartibga ajraladi. Bu  $2n$  ta spektrdan bittasi suratga olinadi va tekshiriladi. Nurning asosiy qismi (50%) nolinchi ( $m=0$ ) tartibni beradi, ya'ni nur ko'p miqdorda isrof bo'ladi. Mashaqqat bilan yig'ilgan yulduz nurini spektrga yoyishda bu ayniqsa sezilarlidir. Hozirgi zamon difraksion panjalarining ishchi tartibi belgilanadi va unga nuring ko'p qismi yig'iladi. Buning uchun panjara shtrixlariga shunday shakl (bir tomoni tik, ikkinchisi esa, qiya) beriladiki (3.5-rasm, pastda va o'ngda), undan (qiya) qaytgan nurlarning ko'proq qismi ishchi tartib tomon qaytariladi. Ishchi tartibning yorug'ligi huddi shunday nomerli oddiy tartibnikidan  $\approx 25\%$  gacha ko'p bo'ladi. Odatda, bunday spektrograflar (eshel'eli) yuqori difraksion tartiblarda ( $m=50-100$ ) sifatli spektr beradi. Yuqori tartiblar bir-biri bilan ustma-ust tushadi. Agar hosil bo'layotgan spektr yo'liga, dispersiya yo'nalishiga tik, prizma kirtsak, tartiblar bir-biridan ajraladi va kerakli spektral sohalarni yonma-yon joylashgan tartib spektrlaridan tanlash mumkin. Bunday spektrograf **eshelet** deb ataladi va uning ajrata olish kuchi  $R$  juda yuqori bo'lishi mumkin (masalan, SOLIS da ishlataladigan difraksion panjara bir  $mm$  ga 79 *shtrixa* ega va uning uzunligi 40 *sm*, 100-tartibi ishchi tartibdir)

Difraksion spektrograflar, odatda, katta ( $D \geq 1$  *m*) teleskoplarda qo'llaniladi va teleskopning Kude fokusiga qo'zg'olmas holatda o'matiladi. Masalan, Polomar teleskopida ( $D=5$  *m*,  $D/F=1/30$ ) to'rtta  $C=400$  *sht/mm* panjara yonma-yon shunday joylashtirilganki, ular bitta katta panjaradek ishlaydi va u bilan birgalikda bir necha o'rni almashtiriladigan botiq ko'zgusimon kollimator va kamera obyektivlar qo'llaniladi. Ular har xil yorug'lik kuchga ega optik tizimlar hosil qilishga va eng katta ekspozitsiya vaqtiga (8-10 *soat*) berib yulduz kattaligi 7,5<sup>m</sup> dan 16<sup>m</sup> gacha bo'lgan yulduzlarning dispersiyasi bir

necha  $\text{\AA}/\text{mm}$  dan bir necha o'n  $\text{\AA}/\text{mm}$  gacha oraliqda bo'lgan spektr-larini olishga imkon beradi.

Yulduzdan kelayotgan nurlar parallel nurlar bo'ladi. Shuning uchun yulduz nurini to'ppa-to'g'ri prizma yoki difraksion panjaraga tushrish mumkin (3.6-rasmini o'ng pastida). Bunda birdaniga ko'plab yulduzlarni spektri hosil bo'ladi (3.6-rasmni chap tomonida). Bu masalaga keyinroq qaytamiz.



**3.6-rasm.** Spektrografni teleskopga o'rnatish va unda yulduz nurini spektrga yoyilishi (o'ngda) va unda olingan yulduzlar osmoni su'ratni (chapda).

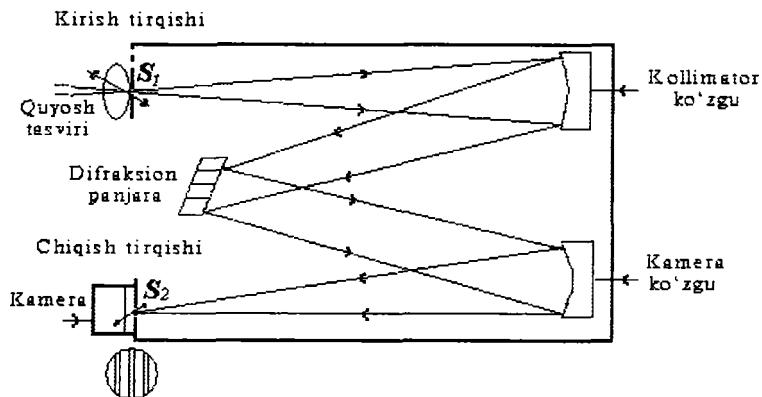
Yulduzning nuri spektrografning kirish tirqishidan o'tib kolimatorga tushadi. Tirqish tekisligida yulduzning tasviri kichkina (difraktsion) gardishcha shaklda bo'lgani uchun spektr ham ingichka tasmacha shaklda bo'ladi. Bunday spektrni tekshirish ma'lum qiyinchiliklar tug'diradi va yulduz nurining bir qismi tirqishda to'silib qolib ketadi va spektr hosil qilishda ishtirok etmaydi. Bu kamchiliklarni tirqish oldiga tsilindrik linza qo'yib kamaytirish mumkin. U yulduz tasvirini tirqish bo'ylab biroz cho'zib beradi. Natijada, biringchidan, tasvirda yig'ilgan nur tirqishdan to'laroq o'tadi, ikkinchidan, yulduz spektri bir necha mm kenglikdagi tasmachaga aylanadi va uni tekshirish osonlashadi.

Yulduz spektridan birnecha mm yuqoriqoq va pastroqqa laboratoriya nur manbaining spektri ham tushiriladi. Bu spektr **solishtirma spektr** deb ataladi va undagi to'lqin uzunligi ma'lum bo'lgan chiziqlarga ko'ra spektrning dispersiyasi aniqlanadi va laboratoriya

spektriga nisbatan yulduz spektri chiziqlarining to‘lqin uzunligi va siljishi o‘lchanadi. Shuningdek, spektrogrammaning bir chetiga pog‘onali xiralatgichning spektri ham tushiriladi va u spektrni fotometriya qilishda kerak bo‘ladi.

Yulduz spektrografi teleskopning birlamchi fokusi ortiga shunday joylashtiriladiki, yulduzning tasviri spektrografning kirish tirkishiga tushishi kerak. Kuchli yulduz spektrograflar ancha ( $5\text{ m}$ ) uzun bo‘ladi va u qo‘zg‘olmas bo‘lsa, yaxshi ishlaydi. Shuning uchun yulduz spektrograflarini katta teleskoplarning Kude fokusiga joylashtiriladi. Bu mavzuga keyingi paragraflarda qaytamiz, hozir esa, Quyoshni spektral chiziqlar nurida tekshirish masalalariga to‘xtalamiz.

**3.2.4. Spektrogeliograf va uni ishlash prinsipi.** M’alumki, spektragi chiziqlar har xil kenglikka va intensivlikka ega bo‘ladi. Chiziqning kengligi uni hosil qilgan atomlarning o‘tish ehtimoliga, muhitning temperaturasiga va zichligiga bog‘liq. Shuning uchun chiziqning kengligi uning tabiiy kenglididan o‘nlab va hatto minglab marta katta bo‘ladi va tirkishning monoxromatik tasviri chiziqning tabiiy profilini tasvirlar edi. agar u real mavjud bo‘lsa. Quyosh spektridagi tellurik (Yer atmosferasida hosil bo‘lgan) chiziqlar tirkishning monoxromatik tasviridan iborat desak, katta xato qilmaymiz. Shunday qilib, real yulduz yoki Quyosh atmosferasi sharoitida hosil bo‘lgan keng spektral chiziqlar kirish tirkishining monoxromattik tasvirlaridan tashkil topadi. Agar endi spektral chiziq bo‘ylab uning orqasiga kengligi kirish tirkishinikidek keladigan (chiqish) tirkish joylashtirsak,



**3.7-rasm.** Spektrogeliograf va difraksion spektrograf.

undan o'tayotgan nur monoxromatik nur bo'ladi va u kirish tirkishidan o'tgan Quyosh yuzining aynan tirkish kengligidagi qismini tasvirlaydi.

Endi chiqish tirkishi orqasiga fotoplastinka yoki CCD lineyka o'rnatib, Quyosh tasvirini kirish tirkishiga, fotoplastinkani esa chiqish tirkishiga tik yo'nalishda (CCD ni yozib oluvchi asbobga ulasak) bir xil tezlikda (CCD holida sakrab) harakatga ketirsak, fotoplastinkada Quyoshning monoxromatik tasviri hosil bo'ladi. Bunday asbob **spektrogeliograf** deb ataladi va u kirish tirkishining Quyosh gardishi yuzidagi har bir vaziyatiga mos chiqish tirkishi orqasidagi fotoplastinkada (CCD dan yozib olingan yozuvda) monoxromatik kesim olinadi. Bunday kesimlarni yonma-yon joylashtirsak, Quyoshning monoxromatik tasviri hosil bo'ladi.

Bunday Quyosh tasviri IPS yordamida olingan tasvirga o'xshash ko'rinishga ega. Agar IPS bitta chiziqdqa monoxromatik tasvir olishga imkon bersa, spektrogeliografda ixtiyoriy chiziqdqa monoxromatik tasvir olish mumkin. Shuning uchun u xromosfera teleskopidan ustun turadi. Agar CCD lineyka va komp'yuter qo'llanilsa bunday spektrogeliograf katta imkoniyatlarga ega kuchli tekshirish asbobiga aylanadi.

Spektral chiziqlar chiqish (shuningdek, kirish) tirkishidan ancha keng bo'ladilar, bu hol chiziqnинг har xil qismlarida (masalan, o'zagida yoki qanotlarida) monoxromatik tasvirlar olishga imkon beradi. 1963-yilda Leyton spektrogeliograf yordamida chiziqning qanotlarida olingan monoxromatik tasvirlarning birini ikkinchisidan ayirib Quyosh yuzida supergranulyatsion yacheykalar (kengligi o'rtacha 32000 km) bor ekanligini kashf etdi. Supergranulatsiya chegaralarida gaz katta (150 m/sek) tezlikda Quyosh ichiga tushadi. Qarama-qarshi qanotlarda olingan spektrogrammaning bu joylarida intensivlik katta miqdorga farq qiladi.

**3.2.5. Quyosh spektromagnitografi va nuriy tezlikni o'lchash.** Quyosh yuzidagi magnit maydonlar xaritasini chizadigan asbob **spektromagnitograf** deb ataladi. Spektromagnitograf, shuningdek, nuriy tezliklar xaritasini ham olishga imkon beradi, ya'ni u taxograf vazifasini ham bajaradi. Spektromagnitografning ishlash principi Zeeman effektiga asoslangan. Magnit maydonda hosil bo'lgan spektral chiziqlar har xil yo'nalishlarda qutblangan tashkil etuvchilarga ajraladi. Ayrim chiziqlar faqat uchta tashkil etuvchiga ajrala-

di va ular qarama-qarshi yo'nalishda qutblangan bo'ladilar. Agar magnit kuch chiziqlari ko'rish chizig'i bo'ylab yo'nalgan bo'lsa, bunday chiziq aylana bo'ylab qarama-qarshi yo'nalishda qutblangan ikkita tashkil etuvchidan iborat bo'ladi. Ularning to'lqin uzunliklari maydon kuchlanganligiga bog'liq bo'lgan

$$\Delta\lambda = \text{Const} \cdot \lambda^2 \cdot H \quad (3.8)$$

oraliqqa farq qiladi. Bu yerda, *Const* – spektral chiziqning Zeeman ajralishiga bog'liq doimiy miqdor,  $\lambda$  – chiziqning to'lqin uzunligi,  $H$  – magnit maydon kuchlanganligi. Maydon kuchlanganligi  $H > 2000$  gauss (gs) bo'lganda tashkil etuvchilar alohida-alohida ko'rindi.

Chiziq tashkil etuvchilarga ajralmaganda ham spektromagnitograf maydon kuchlanganligini o'lchashga imkon beradi. Bunda tashkil etuvchilarning qarama-qarshi yo'nalishda qutblanganligiga asoslaniladi.

Spektroeliografning chiqish tirkishini magnit sezgir spektral chiziqning qanoti to'g'risiga joylashtiramiz va uning orqasiga foto-elektron ko'paytгich (FEK) qo'yamiz. Spektroeliografning kirish tirkishi oldiga oddiy va nooddiy tashkil etuvchilarga chorak fazasi siljishi beradigan plastinka (slyuda) qo'ysak, aylana bo'ylab qutblangan tashkil etuvchilar bir-biriga tik yo'nalishda chiziqiy qutblanish oladi. Endi FEK oldiga o'rnatilgan analizatorni optik o'q atrofida aylantirsak, u damba-dam yo u yoki bu tashkil etuvchini o'tkazadi. Tashkil etuvchilar chiqish tirkishidan har xil uzoqlikda joylashganliklari uchun ularning chiqish tirkishidagi intensivligi har xil bo'ladi, bu FEK da o'zgaruvchan tok hosil qiladi. Tokning amplitudasi  $\Delta\lambda = \text{Const} \cdot \lambda^2 \cdot H$  ga proporsional bo'ladi. Agar endi, Quyosh tasvirini kirish tirkishi oldida sakrab harakatga keltirsak va tirkishning har bir holatiga mos kelgan tok amplitudasini magnit lentaga yozib borsak, bunday priborda olingan yozuvlar magnit maydonning qarash chizig'i bo'ylab yo'nalgan tashkil etuvchisining (bo'ylama tashkil etuvchi) xaritasini tuzishga imkon beradi.

Agar Quyosh gardishining kirish tirkishi orqali o'tayotgan qismida nur yo'nalishida modda harakati mavjud bo'lsa, u holda, Doppler effekti ta'sirida spektral chiziq siljiydi. Bu FEK da hosil bo'layotgan tokning o'rtacha qiymatini ko'tarilishiga yoki pasayishiga olib keladi. Buni bartaraf etish maqsadida chiqish tirkishi oldiga laynshifter (chiziqni siljituvchi) o'rnatiladi. Laynshifter tomonlari

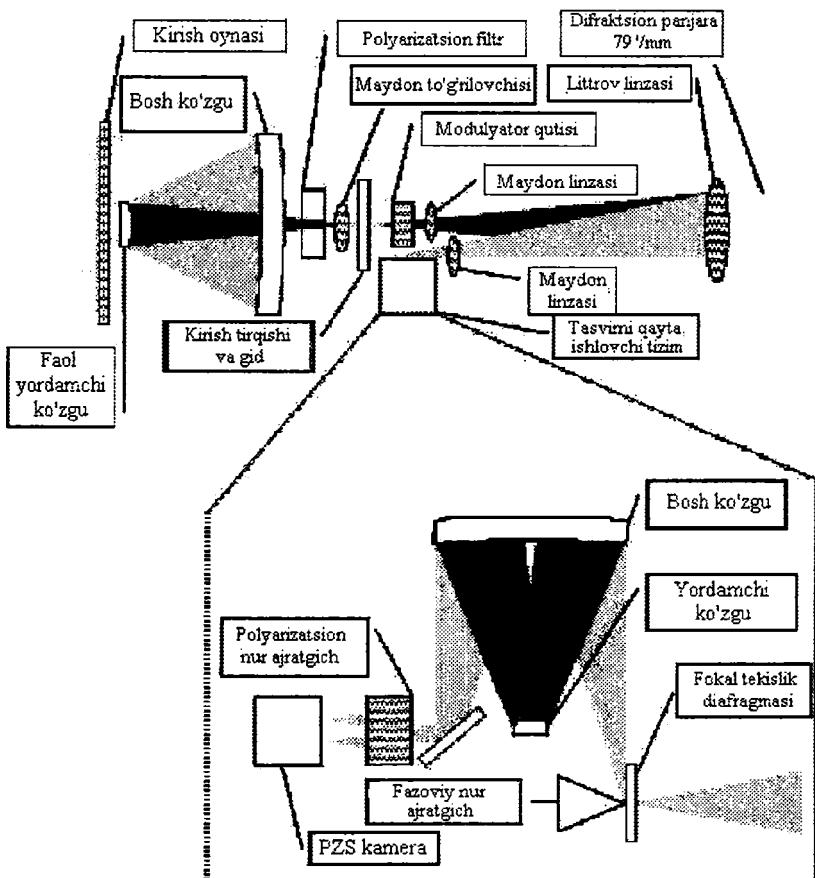
parallel yassi plastinka bo'lib, u optik o'qqa tik o'q atrofida aylanishi mumkin. Laynshifterning aylantirilishi spektral chiziqni biroz chapga yoki o'nga siljishiga olib keladi va aylanish burchagi nuriy tezlikka proporsional bo'ladi. Bir vaqtning o'zida FEK toki amplitudasi va laynshifterning burchagi qayd qilib boriladi. Ulardan magnit maydon kuchlanganligini va nuriy tezlikni hisoblab topish mumkin.

Agar endi kirish tirkishidagi Quyoshning tasviri biror yo'naliшda siljitib borilsa (spektrogeliografning ishlash prinsipiiga qarang) va FEK tok kuchi amplitudasi va laynshifterning ko'rsatishi yozib olinsa, bunday yozuvlar shu yo'naliшda magnit maydon va nuriy tezliklarning o'zgarish grafigini beradi. Quyosh tasvirini bir-biriga tik yo'naliшlarda siljita borib ko'plab bunday yozuvlarni olish mumkin va ular asosida magnit maydon va nuriy tezliklar xaritasi tuziladi. Shunday qilib, spektromagnitograf bir vaqtning o'zida magnit maydon va nuriy tezliklar xaritasini tuzish imkoniyatini beradi.

Spektromagnitograflarning har xil turlari mavjud: bo'ylama maydon spektromagnitografi, vektorspektromagnitograf. Hozirgi zamon spektromagnitograflari juda kuchsiz ( $H=0,5$  gs) magnit maydonlarni ham qayd qilishga imkon beradi. Spektromagnitograf magnit maydon qutblarini ham aniqlashga imkon beradi. Masalan, Kitt-Pik (AQSh) observatoriysi spektromagnitogrammalarida kulrang fonda  $N$  qutbli joylar yorug',  $S$  qutbli joylar esa qora holda tasvirlanadi.

2003-yilda Kit-Pik observatoriyasida yangi prinsipga asoslangan (bu to'g'rida yuqorida aytilgan edi) vetorspektromagnitograf (SOLIS) ishga tushirildi. Bu teleskop hozirgi zamonning eng yaxshi spektromagnitografidir. U ikkita spektral chiziq (FeI 630,2 nm va Ca II 854,2 nm) nurida fotosfera va xromosferada magnit maydon kuchlanganligi va kuch chiziqlari yo'naliшini o'lhashga imkon beradi (3.7a-rasm).

**3.2.6. Yulduz spektrograflari.** Tirkishli spektrograf yordamida olingan spektr yuqori sifatlari bo'ladi. Bunday spektrda chiziqlar profilini tekshirish yo'li bilan yulduz atmosferasining fizik holati to'g'risida muhim ma'lumotlar olinadi. Biroq kirish tirkishida nur isrof bo'ladi. Chunki yulduz tasvirining faqat bir qismigagina tegishli nurlar kirish tirkishi orqali spektrograf ichiga kiradi va spektr hosil qiladi. Yuqorida biz kirish tirkishi oldiga silindirik linza qo'yish yo'li bilan yulduz spektrini olish to'g'risida gapirgan edik. Ayrim

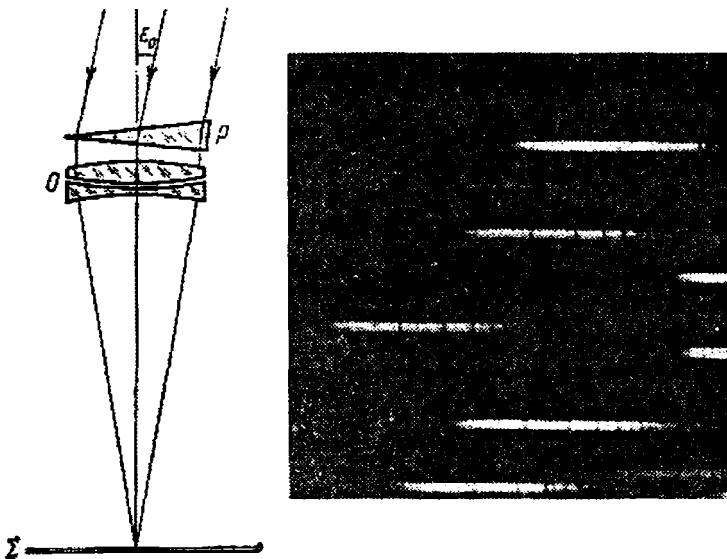


**3.7-a-rasm.** Quyosh vektorspektromagnitografi (SOLIS). Bu teleskop yulduz teleskopi singari parallaktik qurilmaga o'rnatiladi va Quyosh yuzida magnit maydonlar xaritasini chizishda qo'llaniladi.

masalalarini yechishda, masalan, yulduzlarning spektral sinfini aniqlashda, spektr yuqori sifatli bo'lmasa ham yarayveradi va kirish tirkishi ishlatmasa ham bo'laveradi, chunki yuduzlardan kelayotgan nur oqimi parallel nurlardan iborat bo'ladi va bu nurlarni to'ppato'gri prizmaga tushirsa ham bo'ladi. Buni ikki xil yo'li mavjud:

**a). Prizmali kamera.** Agar astrograph (yulduzlar osmonini suratga tushiradigan teleskop) obyekktivi oldiga uchidagi burchagi kichik

( $\alpha < 10^\circ$ , 3.8-rasmga qarang) bo'lgan yupqa prizma o'rnatilsak, yulduz nuri teleskop obyektiviga spektrga yoyilgan holda tushadi. Bunday teleskopning fokal tekisligida yulduzlarning tasviri emas, balki ingichka va uzun rang-barang tasmachalardan iborat spektrlari hosil bo'ladi. Astrograf endi yulduzlar spektrini oladigan asbobga, prizmali kameraga, aylanadi, ya'ni teleskopning obyektivi spektrografning kamera linzasi bajaradigan ishni bajaradi.



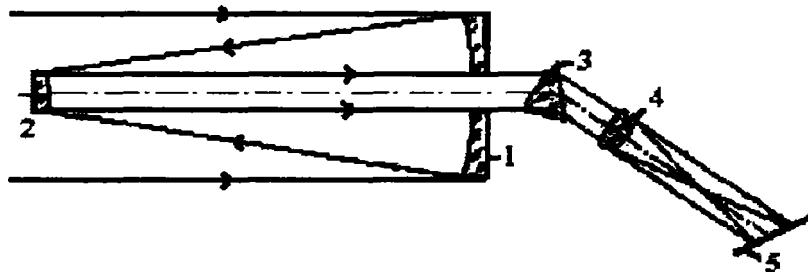
**3.8-rasm.** Obyektiv oldi prizmali kamera (chapda) va unda olingan yulduzli osmon tasviri (o'ngda).

Odatda, prizma obyektiv oldiga shunday o'rnatiladiki, uning o'tkir uchi yoki sindiruvchi qirrasi, yulduzlarning sutkaviy harakati yo'nalishiga parallel bo'lishi kerak. Teleskopning fokus masofasi qancha katta bo'lsa prizmaning sindiruvchi burchagi ( $\alpha$ ) shuncha kichik qilib yasaladi. Prizmali kamerada yulduz nuri uzun spektr tasmachaga yoyilib tushadi. Shuning uchun fotoplastinkaning yuza birligiga tushayotgan yoritilganlik prizmasiz olinadigan suratga tushayotgandan ancha kam bo'ladi. Agar prizmasiz astrografda  $t$  ekspozitsiya vaqt bilan  $m$ -nchi kattalikdagi yulduzning surati olingan

bo'lsa, obyektivi oldiga  $\alpha=10^\circ$  li prizma qo'yilgandan keyin  $m-6$  nchi kattalikkacha bo'lgan yulduzlar spektrini olish mumkin.

Prizmali kamera, bir yo'la, ko'plab yulduzlarning spektrini olishga imkon beradi. Bunday spektrlarda dispersiya kichik ( $\approx 0,01 \text{ mm}/\text{\AA}$ ) bo'ladi, biroq ularda keng spektral chiziqlar (vodorodning  $H_\alpha$ ,  $H_\beta$ ,  $H_\gamma$  va hokazo) ni ko'rish mumkin. Bunday spektrlar yulduzlarni spektral sinflarga ajratishda qo'llaniladi.

**b). Tirqishsiz spektrograf.** Fokuslari bir nuqtada bo'lgan biri botiq parabolik ikkinchisi esa, qabariq gi perbolikko'zgulardan iborat optik tizim (Kassegren tizimi) dan yulduz nuri parallel holda chiqadi. Bunday optik tizimning ko'rish maydoni kichik bo'ladi. Agar bunday teleskopdan chiqayotgan parallel nur yo'liga prizma qo'ysak va prizma orqasiga kamera obyektivi o'rnatsak, u tirqishsiz spektrografga aylanadi va unda yulduzlarning spektrini olish mumkin.



**3.9-rasm.** Tirqishsiz yulduz spektrografi.

Optik o'qda yulduz spektrini olishga mo'ljallangan bu teleskop-spektrograf yulduzlarni alohida-alohida spektrini olishga imkon beradi. Tirqishsiz spektrograflarda difraksiyon panjara ishlataladiganlari ham mavjud.

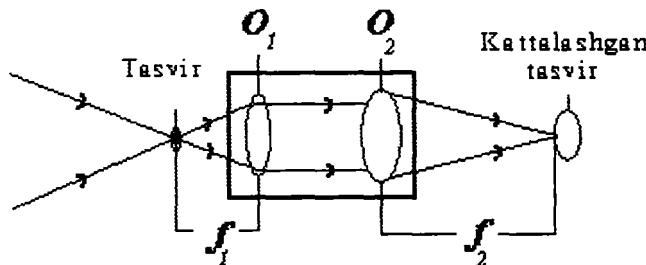
### **3.3. Kameralar**

Osmon yoritqichlarini suratga tushiradigan, osmon yoritqichi nurlanishini o'lchashdan oldin unga ishlov beradigan asbob kamera deb ataladi. Kamera teleskopning okulyar qismiga, okulyar o'rniga

osiladi. Yuqorida biz prizmali kamera, Shmidt kamerasi va astrograf misolida teleskopning o‘zi ham bunday vazifani bajarishi mumkinligini ko‘rgan edik. Bunda teleskopning fokal tekisligiga fotoplastinka yoki fotoplyonka solingan kasseta o‘rnatalidi. Kassetani obyektivga qaragan tomonida qopqog‘i bo‘ladi. Teleskop osmonning suratga tushirilishi kerak bo‘lgan qismiga qaratilgandan keyin soat mexanizmi ulanadi va shundan keyin kassetaning qopqog‘i tortib olinadi va suratga tushirish boshlanadi. Tungi osmon yoritqichlarining ko‘p-chiligi xira bo‘lgani uchun ekspozitsiya vaqtini bir necha minutdan bir necha soatgacha davom etishi mumkin.

Bunday teleskopik kameralarda tasvir masshtabi o‘zgarmas va obyektivning fokus masofasiga bog‘liq. Teleskop kamerada olingen yulduzlar osmoni surati, u negativ deb ataladi, yoritqichlarning koordinatalarini o‘lchashda qo‘llaniladi. Biroq astrofizik tekshirishlarda tasvir masshtabini kattalashtirish yoki kichiklashtirish, yana boshqa hollarda esa, tasvir yorug‘ligini kuchaytirish, kontrastini oshirish yoki bir rangdan boshqa rangga almashtirish talab qilinadi. Shuning uchun teleskopning okulyar qismiga maxsus optik va elektrooptik qurilmalar osishga to‘g‘ri keladi.

**3.3.1. Kattalashtiruvchi va kichraytiruvchi kameralar.** Sirti ko‘rinadigan osmon yoritqichi (bu odadta, Oy, sayyoralar, tumanliklar bo‘ladi) tasvirini kattalashtirish yoki kichraytirish uchun qo‘sishma optik sirtlar kiritish zarur. Teleskopning fokal tekisligida yig‘ilgan nurlar fokal tekislikdan o‘tgach sochila boshlaydilar. Agar sochilayotgan nurlar yo‘liga qo‘ylgan okulyar fokal tekislikdan, okulyaring fokus masofasidan ikki martadan oshmaydigan masofa-gacha uzoqlashtirilsa, undan ma’lum uzoqlikda kattalashgan tasvir



**3.10-rasm.** Osmon yoritqichi tasvirni kattalashtiruvchi kamera sxemasi.

hosil bo'ladi. Bunday tizim, masalan, Quyosh tasvirini ekranga tushirib kuzatishda qo'llaniladi.

Agar teleskopning chiqish teshigiga okulyar bilan birlashtiruvchi bo'ladi va aksincha,  $f_2/f_1 > 1$ , bo'lsa kamera kattalashtiruvchi bo'ladi. Bunday kameraning fokal tekisligiga obyektivi olib qo'yilgan foto yoki kino apparatni yoki boshqa nurlanish priyomnigini o'rnatish mumkin.

$$F' = \frac{f_2}{f_1} F. \quad (3.9)$$

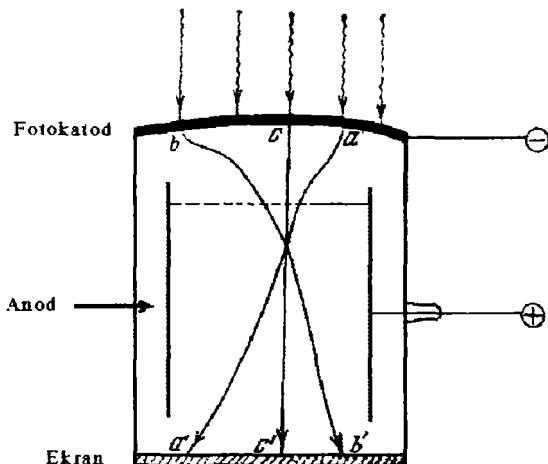
Agar  $f_2/f_1 < 1$ , bo'lsa kamera kattalashtiruvchi bo'ladi va aksincha,  $f_2/f_1 < 1$  bo'lsa kichraytiruvchi bo'ladi. Bunday kameraning fokal tekisligiga obyektivi olib qo'yilgan foto yoki kino apparatni yoki boshqa nurlanish priyomnigini o'rnatish mumkin.

**3.3.2. Fotometrlar.** Teleskopga osiladigan asboblardan yana biri bu yulduz fotometridir. U osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimini o'chashda qo'llaniladi. Fotometr teleskopning okulyar qismiga, okulyar o'rniiga shunday o'rnatiladiki, uning nurlanishni sezuvchi qatlamiga bitta yulduzdan kelayotgan va obyektiv tomonidan yig'ilgan oqim to'la tushsin. Ko'pchilik yulduz fotometrlari nisbiy fotometrik o'chashga asoslangan va yorug'ligi o'chanishi kerak bo'lgan yulduzdan kelayotgan va obyektivda yig'ilgan nurlanish oqimi yorug'ligi ma'lum bo'lgan boshqa biror yulduz yoki sun'iy manba bilan solishtirib o'chanadi.

Fotometrlarda har xil nurlanish priyomniklari qo'llaniladi va ularga ko'ra fotometrlar bir necha turlarga bo'linadilar: vizual fotometr, yulduz elektrofotometri, foton sanoqchi va b. Fotometrlarga keyingi boblarda qaytamiz.

**3.3.3. Elektron optik almashtirgich.** Bu asbob bir spektral dia-pazondagi (masalan, infraqizil) tasvirni optik, ya'ni yorug'lik, dia-pazoniga o'tkazish va keyin qayd qilish yoki o'chash maqsadida qo'llaniladi. U tashqi fotoeffekt hodisasiga asoslangan (bu mavzuga keyinroq qaytamiz). Havosi so'rib olingan shisha balonning bir tomoniga fotokatod, ikkinchi tomoniga esa elektronlar ta'sirida shu'lalanadigan ekran qo'yiladi va ular orasiga anod shunday o'rnatiladiki, katodning birorta nuqtasidan chiqqan elektron ekranining faqat ma'lum nuqtasiga tushadi. Katod yuzidagi infraqizil tas-

vir ekranda yorug'lik nuridagi tasviri beradi. Bu tasvir O linza yordamida fotoplastinkaga tushirilib suratga olinishi mumkin. Bunday elektrooptik almashtirgich (EOA) tasviri yorug'lashtirishga ham imkon biradi.



**3.11-rasm.** Elektron optik almashtirgichning sxemasi.

**3.3.4. Elektron kamera.** Bu asbob EOA ga o'xshash prinsipga asoslangan. Katoddan ajralib chiqqan elektronlar shul'alanuvchi ekranga emas, balki to'ppa-to'g'ri fotoplastinkaga tushadi. Fotoplastinka atom yadrosini tekshirishlarda qo'llaniladigan yorug'lik sezgirligi past, biroq elektron zarbalarga sezgirligi yuqori bo'lgan fo-toemulsiyaga ega bo'ladi. Bunday kameralar, ularsiz olinadigan nati-jalarga nisbatan o'nlab marta ko'p foyda beradi. Shunday kamera yordamida 1,5 m li AZT-22 teleskopda 26"-kattalikdagi yulduzlar suratga olindi.

**3.3.5. Televizion kamera.** Televizion kamera ham EOA singari teleskopik tasviri yorug'lashtirish va kontrastini oshirish maqsadida qo'llaniladi. Kuchaytirish jarayoni tasvirga oluvchi kamerada va televizion tizimda signallarga ishlov berishda amalga oshiriladi. Televizion kamera kosmik apparatlarda keng qo'llaniladi. Teleskopning okulyar qismiga o'rnatilgan telemetrik tizim (nur trubkasi) yoritqich yoki yulduzlar osmoni tasvirini yozib oladi va uni radiosignalr orqali

Yerga jo'natadi. Kosmik manbalar qo'zg'almas bo'lgani uchun, nurni yig'ish yo'li bilan ular tasvirini hosil qilish va kuchaytirish mumkin.

Hozirgi zamon televizion kameralarida nur trubka o'rmini CCD (zaryadiy bog'lanishga asoslangan detektor, ZBAD) matritsalar egal-lamoqda. Bunday kameralar fotoplastinka singari qisqa *tekspozitsiya* vaqtida davomida nurni yig'ish va elektron tasvir hosil qilish xususiyatiga ega va CCD ning bu xususiyati astronomiyada katta samara bermoqda.

## Savollar

- 1) Spektrograflar teleskopga qanday o'rnatiladi va qanday ishni bajaradi?
- 2) Prizmali spektrograf qanday elementlardan tashkil topgan va ularning vazifasi?
- 3) Prizmali spektrografning nuqsonlari va effektiv ishlash sharoiti qanday?
- 4) Difraksiyon panjaralari spektrograf qanday kamchilikka ega va u hozirgi zamon spektrograflarida qanday yo'l bilan kamaytiriladi?
- 5) Spektrografni dispersiyasi va ajrata olish kuchi nima va qanday aniqlanadi?
- 6) Spektrogeliograf qanday asbob va unda qanday kuzatishlar bajariladi?
- 7) Spektromagnitograf nima va uning yordamida qanday natijalar olinadi?
- 8) Fotometrlar teleskopga qanday o'rnatiladi?
- 9) Kameralar teleskopda qanday vazifani bajaradi?

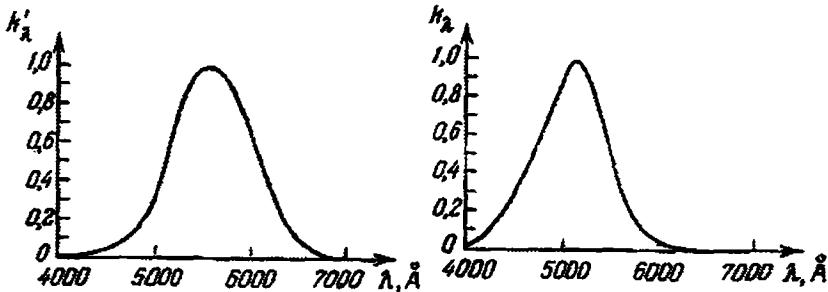
## **IV BOB. NURLANISH PRIYOMNIKLARI**

Nur sezuvchi qatlamiga tushgan nurlanish miqdorini qayd qiluvchi asboblar **nurlanish priyomnigi** deb ataladi. Bunday priyomniklar yoritqichlarning yorug'ligini o'lhashda qo'llaniladi. Priyomnikka tushgan va unda yutilgan nurlanish kvanti unda turli xil ximik va fizik jarayonlarni hosil qiladi va ularning intensivligi (jadalligi, kuchi) tushayotgan kvantlar oqimining quvvatiga bog'liq bo'ladi. Priyomnikda oqim quvvati miqdoriga proporsional taassurot (tasvir, elektr yurituvchi kuch va hokazo) hosil bo'ladi. Bu proporsional bog'lanish nurlanish quvvati ma'lum bo'lgan yoritqichlarni tekshirishdan tajriba yo'li bilan topiladi va undan foydalanib, yorug'ligini o'lhash kerak bo'lgan yoritqich nurlanishining intensivligi va quvvati aniqlanadi. Bunday o'lhashlar astrofizik tekshirishlarning asosini tashkil etadi. Astrofizik tekshirish usullariga o'tishdan oldin nurlanish priyomniklarining ishlash prinsipi va asosiy ko'rsatkichlari bilan tanishib chiqamiz.

### ***4.1. Nurlanish priyomniklarining asosiy ko'rsatkichlari***

O'lhash va qayd qilish prinsi piga ko'ra, nurlanish priyomniklari (nurlanishni qayd qiluvchi) to'rt turga bo'linadi: fotografik, fotoelektrik, issiqlik va radionurlanish priyomniklari. Nurlanish priyomniklari bir-biridan sezish xususiyatlari (spektral sezgirligi, o'tkazish sohasi, sezish chegarasi yoki kvant chiqish soni) bilan farq qiladi.

**4.1.1. Nurlanish priyomnigining spektral sezgirligi.** Priyomnikning nur sezish qatlamida ro'y berayotgan fizik va ximik jarayonlarning intensivligi unga tushayotgan kvantlar oqimining quvvatiga bog'liq. Har bir turdag'i priyomnik o'ziga xos, ma'lum energiyadan yuqori energiyaga ega bo'lgan kvantlarni sezaladi. Bu energiyalar oralig'i ichidagi kvantlarning ayrimlari maksimal taassurot hosil qilsa, undan ko'p va kam energiyalilar, maksimal taassurot hosil qiladigan energiyadan uni ayirmasiga mos ravishda kamayib boradigan taassurot beradi.



**4.1-rasm.** Odam ko'zining spektral sezgirligi grafiklari:  
chapda – kunduzgi, o'ngda – tungi.

Masalan, odam ko'zi yashil nurlarga eng sezgir va kunduz kuni sezgirlik maksimumi  $\lambda_{max} = 555 \text{ nm}$  ga, kechasi esa u  $\lambda = 510 \text{ nm}$  ga to'g'ri keladi. Bu maksimumlardan ikkala tomonga, ya'ni uzun to'lqinli qizil va qisqa to'lqinli binafsha nurlar tomon sezgirlik pasayib boradi. Odam ko'zi binafsha ( $\lambda < 0,4 \text{ mkm}$ ) va to'q qizil ( $\lambda > 0,7 \text{ mkm}$ ) nurlarni sezmaydi. Boshqa nurlanish priyomniklari ham ko'z singari ma'lum  $h\nu_0$  energiyali kvantlarga eng (maksimal) sezgir va undan kam va ko'p energiyali kvantlarga sezgirligi maksimumdan uzoqlashgan sari kamayib boradi. Bunday priyomniklar **selektiv**, ya'ni kvant tanlab sezuvchi, **priyomnik** deb ataladi. Issiqqlik priyomniklari barcha energiyali kvantlarni seza oladi va ular **noselektiv priyomnik** (kvant tanlamaydigan) deb ataladi.

**4.1.2. Priyomnikning o'tkazish sohasi.** Ayrim priyomniklarning spektral sezgirlik sohasi tor bo'lsa, boshqalariniki keng bo'ladi. Bu sohada sezgirlik bir necha ekstremumga ega bo'lishi, biroq, ularning balandligi bir xil bo'lmasligi mumkin. Ayrim astrofizik kuzatishlarda osmon yoritqichining to'la energiyasini o'lchash kerak bo'lsa, boshqalarida ma'lum spektral oraliqdagi sochilayotgan energiyani o'lchash talab etiladi. Bunday hollarda priyomnikning nurlanish qabul qiluvchi qismi oldiga, yoritqich nuri yo'liga maxsus nur saralagich (filtr) o'rnatiladi. Nur saralagich (yorug'lik filtri) priyomnikning sezgirlik ekstremumlaridan birini yoki ma'lum tanlangan spektral sohani ajratishga va bu sohada o'lchashlar olib borishga imkon beradi. Nurlanish priyomnigi va uning oldiga qo'yilgan nur saralagich bir galikda ma'lum spektral sohani ajratadi va bu priyomnikning o'tkazish

sohasi bo'ladi. Odatda, o'tkazish sohasining kengligi  $\Delta\lambda < 100 \text{ nm}$  bo'ladi (radiodiapozonda yuzlab kilogersdan bir necha megagers-gacha). Priyomnikning o'tkazish sohasining maksimumiga to'g'ri keladigan to'lqin uzunlik (chastota) va sohaning kengligi priyomnikning asosiy ko'rsatkichlari hisoblanadi.

**4.1.3. Nurlanish priyomnigining kvant chiqish soni yoki sezish chegarasi.** Priyomnik sezishi uchun yetarli bo'lgan eng kam nurlanish oqimi uning sezish chegarasini belgilaydi. Bu oqim energiyasini priyomnikning o'tkazish sohasi markaziga to'g'ri keladigan kvantlar energiyasiga bo'lsak, priyomnikka tushgan kvantlarning qanchasi sezgi (signal) hosil qilishda ishtirok etganini topamiz. Priyomnikka tushayotgan kvantlarning hammasi ham taassurot (signal) hosil qilishda ishtirok etmaydi, demak, ularning bir qismigina qayd qilinadi. Qayd qilingan kvantlar sonini priyomnikka tushgan kvantlarning umumiy soniga nisbati priyomnikning **kvant chiqish soni** deb ataladi. Masalan, u elektrofotometrda ajralgan fotoelektronlar sonini unga tushayotgan, ma'lum energiyaga ega, kvantlar soniga nisbatiga teng. Kvant chiqish soni foizlarda beriladi va priyomnikning foydali ish koefitsiyentini belgilaydi. Masalan, odam ko'zining kvant chiqish soni 10%, fotoplastinkaniki 0,1%, fotoeffektga asoslangan priyomniklarda 10-50% gacha bo'ladi.

**4.1.4. Nurlanish priyomnigining kontrast sezgirligi.** Ikkita yorit-qich yorug'liklari farqining priyomnik seza oladigan minimal qiy-mati priyomnikning kontrast sezgirligini belgilaydi. Agar  $\Delta E = E_2 - E_1$  priyomnik qayd qilayotgan yoritilganliklarning farqi bo'lsa, u hol-da, unga mos keladigan taassurot  $\Delta S = c \cdot \Delta E / E$ . Bu yerda  $c$ -konstanta,  $E = (E_1 + E_2) / 2$  va priyomnikning kontrast sezgirligi  $\gamma = \Delta E / E = \Delta S / c$ . Bu yerda  $\gamma$  nisbiy miqdor bo'lib u yoritilganlik ( $E$ ) ka teskari proporsionaldir. Yoritilganlik ortishi bilan  $\gamma$  kamayib boradi. Masalan, odam ko'zi tungi osmonda (ravshanligi  $10^{-8}$  stilb) yorug'ligi  $7^{-m} - 8^{-m}$  yul-duziy kattalikdagi yulduzлarni ko'ra olsa, kunduzgi osmonda (ravshanligi 0,3 stilb) faqat Venerani (yorug'ligi  $-4,5^m$ ) ko'ra oladi, xolos. Ya'ni, tungi osmonda ko'zning kontrast sezgirligi 100% bo'lsa kunduzgi osmonda 1-2% tashkil etadi, xolos.

**4.1.5. Kvant yig'ish xususiyati.** Priyomniklar taassurot hosil qilish xususiyati bo'yicha ikkiga bo'linadilar: oniy ta'sirga asoslangan va taassurotni yig'ish xususiyatiga ega bo'lgan priyomniklar. Odam ko'zi va fotoeffektga asoslangan priyomniklar oniy ta'sirga asoslan-

gan. Ularga nurlanish tushgandayoq taassurot hosil bo'lsa bo'lgani, agar hosil bo'lmasa, priyomnikni qancha uzoq yoritmaylik u nurni sezmaydi. Ikkinci turdag'i priyomniklarga fotoplastinka, issiqlik priyomniklari va CCD detektorlar misol bo'la oladi. Bu priyomniklar tushayotgan kvantlar ta'sirida hosil bo'lgan taassurotni yig'ish xususiyatiga ega. Quyida nurlanish priyomniklarining ishlash prinsipleri bilan tanishib chiqamiz.

#### ***4.2. Fotografik plastinka (plyonka)***

Fotografik plastinka (plyonka) tekis shisha yoki seluloid pylonka bo'lib, uning bir tomoniga maxsus tayyorlangan yupqa ( $50 \text{ mkm}$ ) nur sezuvchi qatlam, fotoemulsiya, ikkinchi tomoniga maxsus (shisha yoki seluloid asosda nurni sochilishini kamaytiruvchi) bo'yoq, surilgan bo'ladi. Fotoemulsiya kumush atomlarini goloid (*Br. I*) atomlari bilan birikmalari qo'shilgan jelatinadan (shilimshiq) iborat bo'lib, u shisha yoki pylonka asosga qorong'ida suriladi va quritilib qora qog'ozga o'rabi qo'yiladi. Chunki, bunday fotoplastinka endi yorug'likni sezadi va uning ta'sirida «kuyadi», qorayadi. Yorug'lik ta'sirida fotoemulsiya qatlamda ma'lum ximik jarayonlar kechadi va yashirin tasvir hosil bo'ladi. Bu tasvirni ochish uchun fotoplastinka maxsus suyuqlikka, «ochuvchi»ga, solinadi. Suratga tushirish bir necha bosqichdan iborat. Shular bilan qisqacha tanishib chiqamiz.

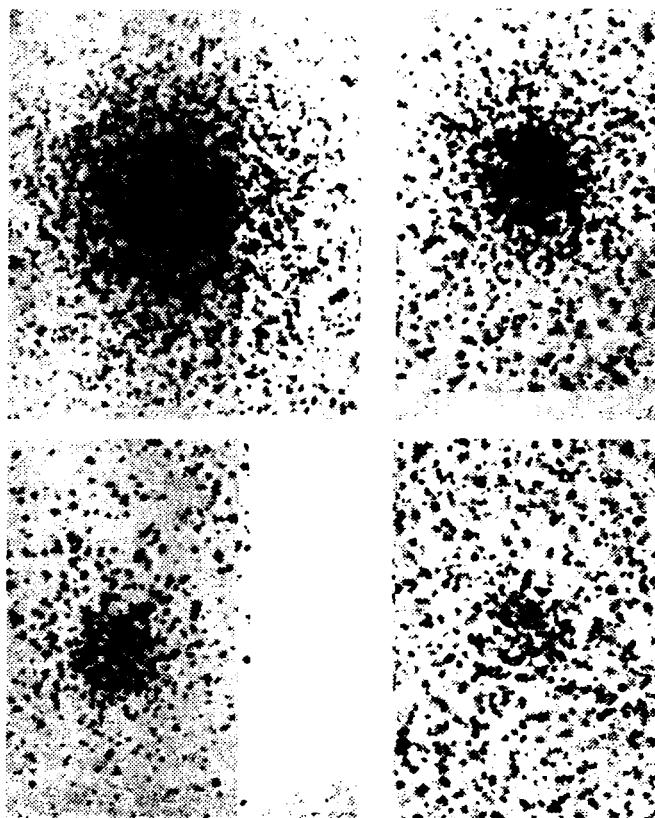
**4.2.1. Fotografik tasvir olish.** Qorong'i xonada fotoplastinka (plyonka) fotografik kameraning kassetasi ichiga joylashtiriladi. Kasseta solingan kamera teleskopga o'rnatilgach, teleskop osmonga, uning tasviri olinishi kerak bo'lgan tomoniga yo'naltiriladi va soat mexanizmi ishga tushirilib yuboriladi. Shundan keyin kassetaning obektivga qaragan tomonidagi qopqog'i ma'lum muddatga (ekspozitsiya vaqt) yon tomonga chiqarib qo'yiladi, ya'ni yulduzlar osmoni tasviri plastinkaning nur sezuvchi emulsiya surilgan sirtiga tushadi, ekspozitsiya beriladi. Bu vaqt davomida fotoplastinkaning emulsiya qatlamida yulduzlar osmonining yashirin tasviri hosil bo'ladi. Ekspozitsiya vaqt tugagach kasseta qopqog'i ichkariga kiritiladi, ya'ni fotoplastinka bekitiladi. Yashirin tasvirni ochish uchun surat tushirilgan fotoplastinka qorong'i xonada ochuvchi eritmaga solinadi. Ochuvchida plastinkaning yulduzlar tasviri tushgan joylari qorayadi. Qorayish darajasi nur sezuvchi qatlamda yulduz hosil qilgan

yoritilganlikka va ekspozitsiya vaqtiga bog‘liq. Yulduz qancha yorug‘ bo‘lsa, uning tasviri shuncha qora bo‘lib chiqadi. Fotoplastinkaning yorug‘lik tushmagan joylarida emulsiya o‘zgarishsiz (vualni (plastinkani o‘z-o‘zidan qorayishi) hisoblamaganda) qoladi va sezgirligini yo‘qotmaydi. Shuning uchun fotoplastinka ochuvchida 2-10 minut turgach, undan chiqarib olinadi va qorong‘uda ikki minut davomida oqar suvda yuviladi va shundan keyin tasvirni saqlovchi, fiksaj deb ataladigan eritmaga tushiriladi. Bu eritmada tasvir hosil qilishda istirok etmagan kumushbrom molekulalari eriydi va eritma (fiksaj) ga o‘tadi va kumush sulfidi hosil bo‘ladi. Fiksajdan keyin negativ (endi plastinka shunday deb ataldi) 20 minut davomida oqar suvda yuviladi va quritiladi. Fotoplastinkani fiksajdan keyin yorug‘likka chiqarish mumkin, endi unga, ya’ni negativga, yorug‘lik ta’sir etmaydi. Negativda nur tushgan joylar qora, ya’ni tasvir hosil bo‘lgan, tushmagan joylar esa tiniq bo‘ladi (vualni hisoblamaganda).

**4.2.2. Fotoemulsiyaning yorug‘lik sezish tabiatи va sezgirlik chegarasi.** Fotoemulsiya jelatinaga botirilgan galloid kumushining (*AgBr*) mayda (bir necha mkm kattalikdagi) kristallaridan iborat bo‘ladi. Emulsiya yuqori sezgirlikka ega bo‘lishi uchun uning sirtida kumush atomi to‘dalari bo‘lishi kerak va ular sezgirlik markazlarini tashkil etadi. Fotoemulsiyaga tushgan yorug‘lik kvantlar ta’sirida brom atomlarining tashqi elektronlari kristalik panjara bo‘ylab harakat qilib sezgirlik markazlariga yig‘iladilar va sezgirlik markazi yana ham kattalashadi. Ekspozitsiya berilgan fotoplastinka ochuvchi eritmaga tushirilganda bu markaz tasvir doni darajasigacha yetadi. Ochuvchi eritma markazdagi kristalik kumush bromni metallik kumushga, ya’ni nur sezmaydigan qora donga aylantiradi. Shuning uchun negativ va undagi yulduz tasviri donador ko‘rinishga (4.2-rasm) ega bo‘ladi. Tasvir donalarining kattaligi bir necha mkm dan (sezgirligi past fotoplastinkalarda) 20 mkm gacha (sezgirligi yuqori fotoplastinkalarda) yetadi. Yulduzning negativdagi surati teleskop hosil qilgan tasvirdan biroz kattaroq bo‘ladi. Buning sababi emulsiya va shisha asosda yulduz nurini sochilishidir. Xira yulduzlarning tasviri, odatda, qora donalar to‘dasidan iborat bo‘ladi, yorug‘ yulduz tasviri markazida esa donadorlik sezilmaydi. Buning sababi donalar juda zinch joylashgan bo‘ladi.

Fotoemulsiyada yutilgan har bir yorug‘lik kvanti bitta metallik kumush ajratadi. Biroq tasvir hosil qilish uchun bu yetarli emas. Buning uchun sezgirlik markazlaridan bir necha o‘ntasi hosil bo‘lishi

va ochilishi shart. Fotoemulsiyaga tushayotgan kvantlarning bir qismi undan aks qaytadi va sochiladi, bir qismi esa o'tib ketadi. Shuning uchun bitta tasvir doni hosil bo'lishi uchun energiyasi emulsiyaning sezgirlik maksimumiga to'g'ri keladigan 100 ta kvant tushishi zarur. Astronomik manbalar, odatda, past yoritilganlik hosil qiladi va bitta tasvir doni hosil qilish uchun 1000 ta kvant zarur, ya'ni fotoemulsiyanı kvant chiqishi 0,1% ni tashkil etadi. Biroq fotoemulsiya kvantlarni yig'ish xususiyatiga ega. Bir necha minut ekspozitsiya bilan olingan osmon suratlarida ko'zga ko'rinxilmaydigan yulduzlarning tasviri ham chiqadi.



**4.2-rasm.** Har xil ekspozitsiya bilan olingan yulduz tasvirlari tushirilgan negativ.

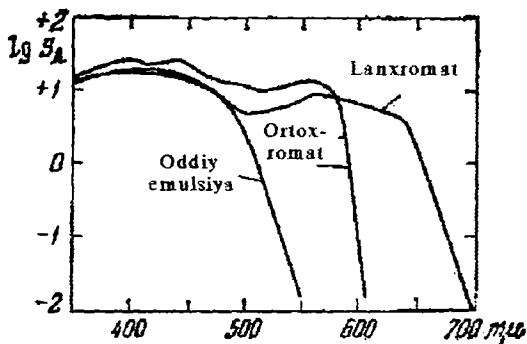
**4.2.3. Fotografik tasvirning zichligi.** Negativdagi tasvirning qoralik darajasini yoki zichligini undan nur o'tkazish yo'li bilan o'lhash mumkin. Agar tasvirdan o'tgan nuring intensivligi  $I$  bo'lsa va unga tushayotgan nuring intensivligi  $I^0$  bo'lsa, ularning nisbati  $I/I^0$  tasvirning qoralik darajasini belgilaydi. Bu nisbatning o'nli logarifmi  $D = \lg(I/I^0)$  fotografik **tasvirning zichligi** deb ataladi. Intensivlikni tasvirda kamayishi tasvirning qora donalarida va emulsiyaga tegishli donalarda nurni yutilishi natijasida ro'y beradi. Shuning uchun tasvirning zichligi

$$D = \lg(I/I_0) = \lg\left(\frac{I}{I^0} \cdot \frac{I^0}{I_0}\right) = D' - D''. \quad (4.1)$$

Bu yerda  $D'' = \lg(I_0/I^0)$  – yulduz tasviridan biroz chetraqda emulsiyaning qorayish zichligi. Tasvirning zichligi  $D$  yoritilanlik ( $E$ ) ka va ekspozitsiya vaqtiga ( $t$ ) ga bog'liq  $D \approx E \cdot t$ . Qisqa ekspozitsiya vaqtiga uchun yoritilanlik va vaqt bir xil kuchga ega, ular bir-birining o'rnini bosa oladi. Ya'ni, yoritilanlik ikki marta kamayganda ekspozitsiya vaqtini ikki marta uzaytirib kerakli zichlikka erishish mumkin. Biroq uzoq muddatli ekspozitsiya vaqtiga uchun  $D \approx E \cdot t^p$ ,  $p < 1$ , ya'ni  $E$  va  $t$  bir xil kuchga ega emas, ular bir-biri o'mini bosa olmaydilar. Astronomik fotoplastinkalar shunday uzoq ekspozitsiya berishni talab etadi.

**4.2.4. Fotoemulsiyaning spektral sezgirligi.** Fotoemulsiyaning sezgirligi ma'lum ekspozitsiya vaqtida, unda ma'lum qoralik daroji yoki zichligi hosil qilish uchun zarur bo'lgan yoritilanlik bilan belgilanadi. Masalan, Germaniyada u DIN larda ifodalanadi va uni aniqlash uchun sezgirligi tekshirilayotgan fotoplastinka ustiga zichligi bir-biridan  $1/10$  ga farq qiladigan va yonma-yon joylashgan 24 ta kataklardan iborat kulrang niqob o'rnatiladi va u 0,05 sekund davomida standart yorug'lik manbaidan yoritiladi. Fotoemulsiyaga standart sharoitda ishlov berilgandan keyin zichligi  $D=0,1$  bo'lgan katak topiladi va uning tartibiy nomeri fotoemulsiyaning sezgirligi sifatida e'lon qilinadi. Masalan, 0,1 zichlikni  $N=19$  katak bergan bo'lsa, emulsiyaning sezgirligi  $19/10$  deb belgilanadi. GOST tizimida 21 katakli niqob qo'llaniladi va  $D=0,2$  zichlikka ega katak topiladi va unga tushgan yoritilanlikka teskari qiymat GOST bo'yicha sezgirlikni ko'rsatadi.

Fotoemulsiyaning sezgirligi unga tushayotgan nuring spektral tarkibiga ham bog'liq. Rossiyada qabul qilingan GOST deb ataladi-



**4.3-rasm.** Har xil fotoplastinkalarning spektral sezgirligining egri chiziqlari.

gan standartga ko'ra  $D=0,2$  zichlikka ega tasvir hosil qilish uchun zarur bo'lgan monoxromatik yoritilganlikka ( $E_\lambda$ ) teskari miqdor fotoemulsiyaning shu to'lqinda sezgirligini ( $S_\lambda$ ) belgilaydi, ya'ni

$$S_\lambda = \frac{1}{E_\lambda}. \quad (4.2)$$

Oddiy fotoemulsiyaning sezgirlik maksimumida ( $\lambda=430 \text{ nm}$ )  $D=0,2$  zichlik hosil qilish uchun yetarli yoritilganlik  $E_\lambda=0,02 \text{ erg/sm}^2$  va bu fotoemulsiyani sezgirligi  $S_\lambda=50 \text{ sm}^2/\text{erg}$ .

To'lqin uzunligi  $\lambda \geq 5500 \text{ \AA}$  bo'lgan nurlanishni brom-kumush yutmaydi, bu kvantlarning energiyasi brom-kumushga ta'sir etish uchun yetarli emas. Ultrabinafsha diapazonda ( $\lambda < 190 \text{ nm}$ ) bu emulsiya o'z sezgirligini butunlay yo'qotadi. Buning sababi, qisqa to'lqinlarni jelatinada yutilishi bilan bog'liq. Rentgen nurlarda oddiy (jelatinaga aralashtirilgan brom-kumushga asoslangan) emulsiyaning sezgirligi tiklanadi.

Agar shisha asosga surishdan oldin, oddiy emulsiyaga biroz miqdorda korralin nomli bo'yoq modda qo'shilsa, bunday emulsiya sariq nurlarni ham sezadi. Sianin aralashtirilgan oddiy emulsiya zarg'aldoq va qizil nurlarni ham sezadigan bo'ladi. Keyinchalik ko'plab bo'yoq moddalar kashf etildi va ularni fotoemulsiyaga aralashtirish yo'li bilan uning spektral sezgirligi infraqizil nurlargacha yetqazildi.

Sariq nurlarga ham sezgirlashtirilgan emulsiya **ortoxrom**, qizil nurlarni ham sezadiganlari esa **panxrom**, infraqizil nurlarga ham sez-

girlashtirilganlar esa **izopanxrom** deb ataladi. Fotoqog'ozga oddiy, sezgirlashtirilmagan emulsiya surilgan, uni qizil chiroqda ishslash, ya'ni ochish mumkin. Fotoqog'ozni qizil chiroqda negativni kattalashtiradigan asbob tagiga qo'yish va ekspozitsiya bergandan keyin uni ochuvchi eritmaga tushirish va tasvirni chiqishini nazorat qilib borish mumkin.

Maishiy xizmatda (ishqiboz suratkashlikda ham) ishlatiladigan fotoplyonka paxromatik plyonkadir. Ilmiy ishlarda maxsus fotoplastinkalar, masalan, nemischa WU, WO, WP, ZU, ZP tipidagi yoki amerikancha Kodak 103a-O, 103a-F, 103a-D va boshqalar ishlatiladi. Bu fotoemulsiyalarning sezgirligi 50-200 birlikkacha bo'lib, bunda  $D=0,1$  zichlik hosil qilish uchun sezgirlik maksimumida  $E=0,02-0,005 \text{ erg/sm}^2$  energetik yoritilganlik talab qilinadi.

Yuqori sezgirlikka ega fotoplastinkalar yirik ( $20 \text{ mkm}$ ) donadorlikka (4.2-rasm) va past kontrast sezgirlikka ( $\gamma=1$ ) va ajrataolish qobiliyat ( $R=70 \text{ sht/mm}$ ) ga ega va aksincha, past sezgirlikka ega fotoplastinkalar mayda ( $5 \text{ mkm}$ ) donadorlikka, yuqori kontrast sezgirlikka ( $\gamma=3-5$ ) va ajrata olish kuchga ( $R=300 \text{ sht/mm}$ ) ga ega bo'ladi.

Astronomik kuzatishlarda qo'llaniladigan fotoplastinkalarni sezgirligini oshirish yo'llari ishlab chiqilgan. Shulardan biri suratga tushirishdan oldin fotoplastinkani qizdirishga asoslangan. Ikkinchisi, uni azot bug'ida "cho'miltirish"dan iborat. Masalan, Maunt Wilson observatoriyasining  $2,5 \text{ m}$  li teleskopida, azot bug'ida saqlangan 103a-J markali Kodak fotoplastinkada bir soat ekspozitsiya bilan  $22,7''$  (bu shu teleskopning fotografik effektivlik chegarasi) gacha yulduziy kattalikdagi yulduzlar suratga olingan. Shu teleskopda, shunday ekspozitsiya bilan azotda saqlanmagan 103a-J markali Kodak fotoplastinkada  $21,7''$  kattalikkacha yulduzlar tasviri olinar edi. Demak, azotda saqlangan fotoemulsiya teleskopning fotografik kuchini bir yulduziy kattaligiga ko'tardi. Bu fotografik osmonda yulduzlar sonini yana bir mln taga oshirdi demakdir.

**4.2.5. Fotoplastinkaning o'tkazish polosasi.** Fotoplastinka yetarli darajada keng (ayniqsa, izopanxrom) spektral sezish sohasiga ega. Biroq bu keng sohaning barcha qismida sezgirlik bir xil emas (4.3-rasm). Har bir fotoplastinkani sezgirlik maksimumida yoki maksimumlaridan birida ishlatish maqsadga muvofiqdir. Bu ish rangli optik shisha nur saralagich yordamida amalga oshiriladi. Masalan, paxrom plastinkaga osmon yoritqichi qizil rangda rasmga tushirila-

di. Buning uchun fotoplastinka oldiga, iloji boricha uzoqroqda, KC-15 nur saralagich qo'yiladi. Shunda, fotoplastinkamizning o't-kazish polosasi  $50 \text{ nm}$  bo'ladi.

**4.2.6. Fotoemulsiyani kvant chiqish soni.** Tekshirishlarni ko'rsatishicha, kumush-brom ( $\text{AgBr}$ ) surilgan fotoplastinkada  $\text{AgBr}$  ning sezgirligi maksimumida yutilgan 100 ta kvant bitta negativ donasi (4.2-rasm) hosil qiladi. Bitta negativ donasi hali tasvir emas, negativda tasvir ko'rinishi uchun bunday donalardan o'nta hosil bo'lishi kerak (4.2-rasm). Shunday qilib  $\text{AgBr}$  fotoemulsiyaning sezgirlik maksimumida yulduz tasviri hosil bo'lishi uchun  $\text{AgBr}$  surilgan fotoplastinkada yulduzdan kelayotgan 1000 kvant yutilishi kerak. Demak, fotoplastinkaning kvant chiqishi yoki sezgirlik chegarasi 0,1 % ga teng.

**4.2.7. Fotografik usulning afzalliklari.** Yulduzlar osmonining fotoplastinkaga tushirilgan suratlari qator qadriyat (afzallik) larga ega:

1). Fototasvir hujjat xususiyatiga ega, uni qayta-qayta tekshirish mumkin. Astronomik observatoriyalarda o'nlab yillar davomida yig'ilgan yulduzlar osmoni suratlari, negativlar, to'planganki, ular bebaho boylik hisoblanadi. Yulduzlar orasida yillar mobaynida yorug'ligini asta-sekin o'zgartiradiganlari bor, ularni o'rganishda bunday negativlar juda muhim o'rin egallaydi. Yulduzlarning xususiy harakatini o'rganishda olinish vaqtiga bo'yicha bir-biridan o'nlab yillar farq qiladigan ikkita negativda yulduzlarning koordinatalari o'lchanadi va o'lchanadi va miqdori aniqlanadi.

2). Negativlar ulkan axborot manbai hamdir, unda yuzlab, minglab yulduzlarning tasviri bo'ladi, Negativda ko'rindigan eng xira yulduzning yulduziy kattaligi fotoemulsiyaning sezgirligi bilan bir qatorda teleskopning optik kuchiga va ekspozitsiya vaqtiga ham bog'liq bo'ladi. O'rtacha sezgirlikdagi fotoplastinkada tasviri chiqqan eng xira yulduzning yulduziy kattaligi (2.5) formula bilan hisoblanadi va u teleskop obyektivining diametri kvadratiga va ekspozitsiya vaqtining birinchi darajasiga proporsional bo'ladi. Teleskop obyektivining diametri mm larda, t-ekspozitsiya vaqtqi esa minutlarda beriladi. Biroq ekspozitsiya vaqtini juda katta qilib bo'lmaydi, aks holda osmon sahni yorug'ligi ta'sirida fotoplastinka kuya boshlaydi. Teleskop to'la quvvat bilan ishlashi va osmon sahni tiniq chiqadigan negativ olish uchun kerak bo'lgan maksimal ekspozitsiya vaqtini (2.6) for-

mula yordamida topish mumkin. Masalan,  $A = F/D = 1:1$  bo‘lganda  $t_{max} = 4 \text{ min}$ . Obyektivi diametri  $D = 100 \text{ sm}$  bo‘lgan Richi-Kreten teleskopida  $t = 100 \text{ min}$ . ekspozitsiya bilan  $m = 18,3''$  gacha yorug‘-likdagi yulduzlarni suratga olish mumkin. Bunday negativlarda minglab yulduzni ko‘rish mumkin.

3). Negativlarda osmonning keng sohasining surati chiqadi. Masalan, Kitob observatoriyasidagi qo‘sh quvurli astrograf (2.7-rasm) osmonning  $5 \times 5 = 25$  gradus kvadrat yuzasini suratga oladi. Bunday negativlarda keng soha tasvirlanadi va unda yangi yoritqichlarni topish oson.

4). Fotosuratlar oniy tasvirlar bo‘lib, ularda tez o‘zgaruvchan jarayonlarni suratga olish mumkin.

Bu afzalliklariga qaramasdan, fotoplastinka qisqa ekspozitsiya vaqt uchun boshqa priemniklarga qaraganda past sezgirlik, kam kvant chiqish soniga ega. Fotometrik o‘lchashlarda u juda ko‘p vaqt va mehnat talab qiladi va past aniqlikka, demak, katta xatoga (10%) ega. Bu jihatdan, hozirgi paytda fotografiyani ko‘p afzalliklarini o‘zida mu-jassamlantirgan CCD detektor (kamera) lar jadal suratlar bilan fotoplastinka o‘rnini egallamoqda.

## Savollar

- 1) Nurlanish priyomniklari nima maqsadda qo‘llaniladi va ularning turlari?
- 2) Priyomniklarning asosiy ko‘rsatkichlari: spektral sezgirligi, o‘tkazish polosasi, kvant chiqish soni, kontrast sezgirligi?
- 3) Fotoplastinkaning turlari va xususiyatlari?
- 4) Negativda tasvirning zichligi va uni yoritilganlik bilan bog‘liqligi?

### ***4.3. Tashqi fotoeffektga asoslangan nurlanish priyomniklar***

Hozirgi zamon fotoelektrik nurlanish priyomniklari, fotoelementlar, fotoelektron ko‘paytich, elektrooptik almashtirgichlar, tashqi fotoeffekt hodisaga asoslanganlar. Bu hodisa manfiy zaryadlangan plastina intensiv yorug‘lik nuri bilan yoritilganda zaryadsizlanishida nomoyon bo‘ladi va elektron tabiatga ega. Yorug‘lik fotonlari plastinadan elektronlarni urib chiqaradi va plastina zaryadsizlanadi (tashqi fotoeffekt) yoki elektronlar ozod holatga chiqmasdan

elektr tashuvchilar safini ko‘paytirishi yoki o‘tkazgichning elektrik qutblanishini kuchaytirishi (ichki fotoeffekt) mumkin. Ajralgan elektronlar sonini tushayotgan yorug‘lik miqdoriga qat’iy proporsionalligi yorug‘lik oqimini o‘lhashda fotoeffektni qo‘llashga asos bo‘ladi.

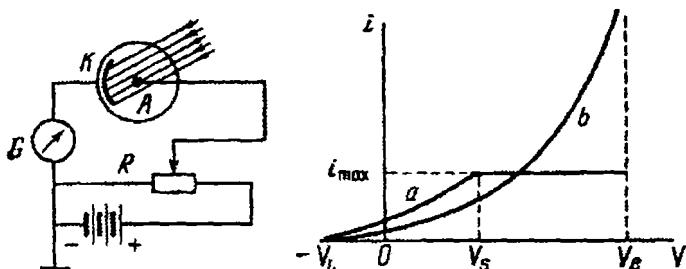
**4.3.1. Tashqi fotoeffektga asoslangan priyomniklar.** Tashqi fotoeffektni 1905 yilda A.Eynshteyn tushuntirib berdi. Elementar fotoelektrik jarayonda yutilgan kvant energiyasi ( $h\nu$ ) ning bir qismi elektronni plastinadan urib chiqarish uchun chiqish ishi ( $P$ ) sifatida sarf bo‘lsa, qolgan qismi elektronga kinetik energiya ( $m_e v^2/2$ ) sifatida beriladi, ya’ni

$$h\nu = P + \frac{m_e v^2}{2}. \quad (4.3)$$

Bu **fotoeffekt** yoki Eynshteyn formulasi deb ataladi. Elektronni metalldan urib chiqarish uchun zarur bo‘lgan energiya (fotoeffektda chiqish ishi)  $P=h\nu_0$  fotoeffekt bera oladigan eng kichik chastotali  $\nu_0$  kvantni belgilaydi. Ya’ni, chastotasi  $\nu_0$  bo‘lgan barcha kvantlar berilgan metalldan elektron ajrata oldi. Chiqish ishi elektronvoltlarda ( $eV$ ) beriladi va chegaraviy chastota  $\nu_0$  ga mos keladigan to‘lqin uzunligi  $\lambda_0 = 1239,8/P \text{ nm}$  dan topiladi. Ishqor metallar  $Li$ ,  $Na$ ,  $K$ ,  $Rb$ ,  $Cs$  eng kam (2,5 dan 1,8  $eV$  gacha) chiqish ishi bilan xarakterlanadi. Bulardan  $Li$  uchun chiqarish chegarasi  $\lambda_0=490 \text{ nm}$ , seziy uchun esa  $690 \text{ nm}$  ga to‘g‘ri keladi. Biroq bu chegara yaqinida metallning nur «sezishi» juda past va kvant chiqishi  $10^{-8} \text{ ga}$  teng va qisqa to‘lqinlar tomon u tez sur’atlar bilan orta boradi va ultrabinafsha nurlarda 0,1 ga etadi. Litiy ( $Li$ ) uchun sezish maksimumi  $280 \text{ nm}$  va seziy ( $Cs$ ) uchun —  $550 \text{ nm}$  ga to‘g‘ri keladi. Tashqi fotoeffektga asoslangan priyomniklarning nur sezuvchi qatlamida ro‘y beradigan jarayonlar bilan tanishib chiqaylik. Tashqi fotoeffektga asoslangan nurlanish priyomniklarining bir necha turi qo‘llaniladi, ularning barchasi metall katod sirtiga nurlanish tushganda undan ajralib chiqadigan fotoelektronlar hosil qiladigan elektr tokni o‘lhash imkonini beradi.

**4.3.2. Fotoelementlar (FE).** Fotoelementning nur sezuvchi qatlami **fotokatod** deb ataladi va u shisha asosga surilgan metall yoki yarimo‘tkazgich aralashmadan iborat bo‘ladi. Aralashma tarkibiga chiqish ishini kamaytiruvchi moddalar qo‘shiladi va fotokatod inert gaz bilan to‘ldirilgan shisha ballon ichiga joylashtiriladi. Fotokatod galvanometr orqali tok manbai (batareya) ning manfiy qutbiga

ulanadi. Elektr manbaning musbat qutbi esa, qarshilik orqali shisha ballon ichiga joylashtirilgan shar yoki to'r shakldagi anodga ulanadi. Katod bilan anod orasida fotoelektronlarni yo'naltiruvchi va tezlash-tiruvchi elektr maydon hosil qilinadi. Bu maydonning kuchlanganligi bilan zanjirda oqayotgan tok orasida bog'lanish mavjud va u foto-elementning **volt-amper xarakteristikasi** deb ataladi. Kuchlanishning ma'lum qiymatida tok kuchi maksimal qiymatga yetadi. Biroz inert gaz bilan to'ldirilgan ballonli FE larda tok kuchi chegaralanma-gan, biroq, uni juda katta qiymatlarga gacha kuchaytish mumkin emas, aks holda ballonda gaz chaqnaydi.



**4.4-rasm.** *FE ni zanjirga ulyash sxemasi (chapda) va uning volt-amper xarakteristikasi (o'ngda): Anod (*A*) va katod (*K*) joylashtirilgan ballon bo'sh (*a*) va gaz bilan to'ldirilganda (*b*), *G* – galvanometr, *R* – qarshilik.*

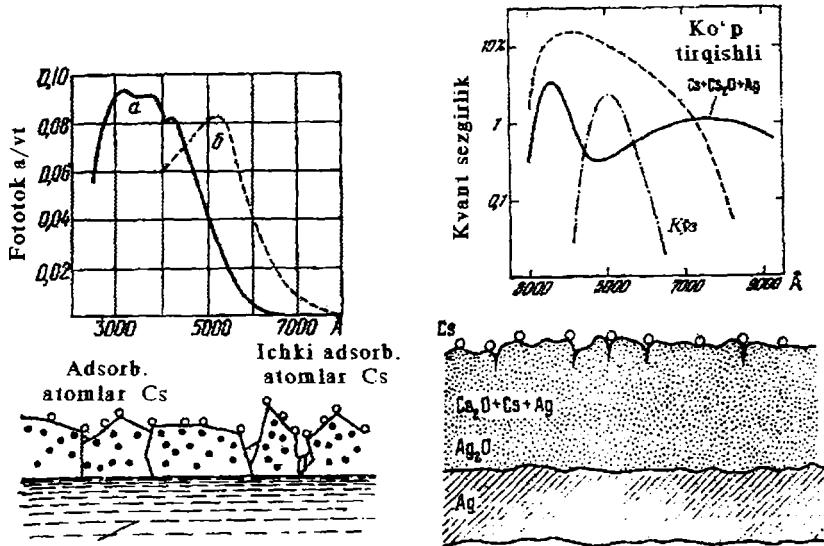
*FE* kuchlanish ostida bo'lganda, unga nur tushmasa ham zanjir-da tok oqa boshlaydi. Bu tok qorong'ulik toki ( $i_k$ ) deb ataladi. Astro-fizik kuzatishlarda qo'llaniladigan *FE* larda  $i_k = 10^{-15} - 10^{-16}$  amperni tashkil etadi. Ikkita yulduzni *FE* li fotometr yordamida o'lchangan yulduziy kattaliklari ayirmasi

$$\Delta m = m_2 - m_1 = 2.5 \lg \left( \frac{i_1 - i_k}{i_2 - i_k} \right). \quad (4.4)$$

bu yerda  $i_1$  va  $i_2$  birinchi va ikkinchi yulduz nuri ta'sirida *FE* hosil bo'lgan tok kuchlari  $m_1$  va  $m_2$  yulduzlarning yulduziy kattaliklari.

**4.3.3. Fotokatodlarning turlari va ularning spektral sezgirligi.** Shisha sirtga seziyi aralashma yotqizilib (surtilgan) yasalgan fo-tokatoddan elektron ajratish uchun yorug'lik kvantlari energiyasi

yeterli ( $1-2 \text{ eV}$ ). Shuning uchun astrofizikada seziy ( $Cz$ ) brikmalaridan yasalgan fotoelementlar keng qo'llaniladi. Shulardan biri nur sezuvchi qatlami surma-seziy aralashmasidan yasalgan fotokatoddir. U shisha yoki metall asosga yupqa pylonka qatlam sifatida surma-seziy birikmasi surib yasaladi. Bunday fotokatod  $\lambda \leq 650 \text{ nm}$  gacha bo'lgan kvantlarni sezadi va uning sezgirlik maksimumi ultrabinafsha nurlarga ( $\lambda_{max} = 350 \text{ nm}$ ) to'g'ri keladi. Yaxshi surma-seziy fotoelement  $1000 \mu\text{A/lm}$  (mikroamper/lyumen) sezgirlikka ega. Obyektivi diametri  $D=33 \text{ sm}$  bo'lgan reflektor  $10^m$  kattalikdagi yulduzdan o'z fokal tekisligida  $10^{-11} \text{ lm}$  nurlanish oqimi hosil qiladi. Bunday oqim yuqoridagi yaxshi surma-seziy fotoelementdan yasalgan fotometrda  $10^{-14} \text{ amper}$  tok kuchi beradi. Bunday tok kuchi kam, uni o'lhash uchun kuchaytirish kerak. Oddiy lampali (tranzistorli) kuchaytirgich  $10^6-10^7$  marta kuchaytira oladi. Agar yuqoridagi fotometrغا oddiy lampali (tranzistorli) kuchaytgich ulansa, ( $FE$  anodli lampa to'riga yoki tranzistor bazisiga ulanadi) unda kuchaytirilgan tokni galvanometr yordamida o'lhasa bo'ladi.



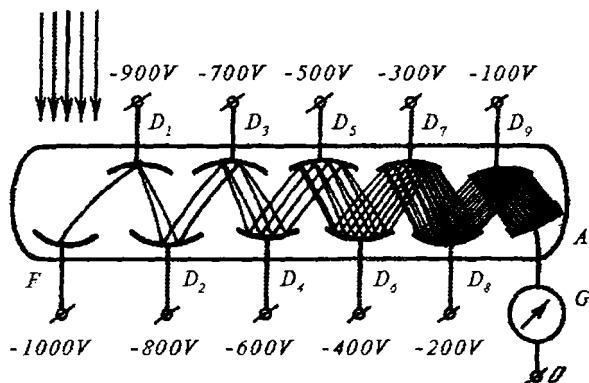
**4.5-rasm.** Surma-seziy (chapda) va kislород-seziy (o'ngda) katodlar sirtining tuzilishi (pastda) va ularning spektral sezgirligi (yuqorida).

Spektral sezgirlik diapazonining kengligi bo'yicha kislorod-seziy fotokatodlar alohida o'rinni egallaydi. Bunday katodli  $FE$  lar 300 nm dan 1200 nm gacha nurlanishni seza oladi. Ular kumush asosga surilgan seziy oksidi, seziy va kumush birikmasidan tuzilgan qatlamga ega. Bunday  $FE$  larning sezgirligi, umuman olganda, past. Hozirgi zamonda ko'p ishqorli fotokatodlar ishlab chiqilgan, ularda surma qatlamning sezgirligi seziy, natriy, va rubidiy aralashimasini qo'shish natijasida kuchaytirilgan. Bunday  $FE$  larning kvant chiqish soni 10% gacha yetadi va spektral sezgirligi 300 nm dan 800 nm gacha oraliqni o'z ichiga oladi.

$FE$  larning spektral sezgirligi fotoemulsiyaniki singari aniqlanadi. Masalan, u  $1 \mu a$  fototok hosil qilish uchun zarur bo'lgan nurlanish oqimi ( $F_\lambda$ ) quvvatiga teskari miqdor bilan belgilanadi. Agar  $FE$  ga tushayotgan  $F_\lambda$  monoxromatik oqim ta'sirida  $i$  fototok hosil bo'layotgan bo'lsa, u holda  $FE$  ning spektral sezgirligi  $S_\lambda = i/F_\lambda$ . Odatda, fototok mikroamperlarda oqim quvvati esa, mikrovattlarda ifodalan-gani uchun spektral sezgirlik  $\mu a/\mu v t$  larda beriladi.

**4.3.4. Fotoelektron ko'paytgich (FEK).** Fotoelektron ko'paytgich ikkilamchi elektron emissiyasi hodisasiga asoslangan. Agar fotokatoddan ajralgan elektronlar elektr maydon yordamida tezlash-tirilib boshqa katodga (dinodga yoki emmiterga) tushirilsa, ularning har biri dinoddan bir necha (o'ntagacha) elektron urib chiqarishi mumkin. Dinoddan ajralgan bu elektronlar to'dasi anodga tomon uchadilar, chunki anod bilan dinod orasida yo'naltiruvchi va tez-lashtiruvchi elektr maydon mavjud. Bunday bir bosqichli FEK da fototok o'n martagacha kuchayadi. Agar dinoddan ajralgan elektronlar to'dasini tezlatib ikkinchi emitterga tushirsak va undan ajralgan elektronlar oqimini tezlatib uchinchi emitterga yo'naltirsak va hokazo, hammasi bo'lib 7 ta yoki 9 ta emitterdan o'tgan kuchli elektronlar oqimi anodga tushirilsa FEK da fototok  $10^7$  yoki  $10^9$  marta oshadi. Bunday asbob ko'p bosqichli FEK deb ataladi. Bosqichlar (kaskadlar) orasida elektronlar oqimini o'n martaga kuchaytirish uchun ular orasida potensiallar ayirmasi 600 volt bo'lishi kerak. Bunda qorong'ilik toki ham kuchayadi va uning kuchayish darajasi potensiallar ayirmasiga bog'liq.

Potensiallar ayirmasi qancha yuqori bo'lsa, qorong'ilik toki shuncha ko'p kuchayadi va aksincha. Kaskadlar sonini ko'paytirib, ( $n=14$ ) ular orasidagi potensiallar ayirmasini 100-120 volt qilib ham foto-



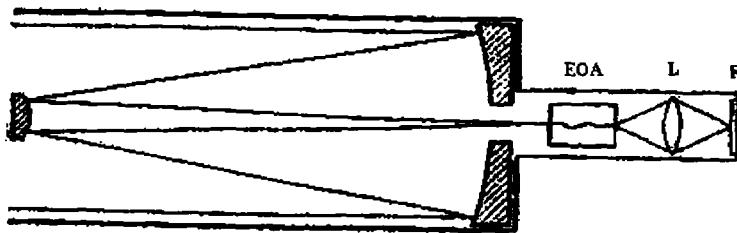
**4.6-rasm.** To'qqiz bosqichli fotoelektron ko'paytgich.

tokni  $10^6$ - $10^9$  marta kuchaytirish mumkin. Sezgirlik 100-1000  $a/lm$  bo'lganda, qorong'ilik toki  $i_k=10^{-9} a$  atrofida bo'lsa, yetarli bo'ladi. Yaxshi FEK larda (masalan, Angliyada ishlab chiqarilgan EMI 6685) katodida qorong'ilik toki  $i_k=10^{-18} a$  va u  $10^9$  marta kuchaytirilganda, unga  $10^{-9} a$  tok kuchi to'g'ri keladi. Yuqorida ko'rilgan  $D=33 sm$  teleskopga o'matilgan  $10^6$  marta kuchaytiruvchi FEK ning chiqishida  $m=10^m$  kattalikdagi yulduzdan  $i=10^{-8} a$  tok hosil bo'ladi va uni qayd qilish mumkin.

FEK da hosil bo'lgan tok kuchi ( $i$ ) bilan yoritilganlik ( $E$ ) orasida chiziqiy bog'lanish mavjud. Bu bog'lanish keng yoritilganliklar diapazonini o'z ichiga oladi. Biroq, juda katta yorug'lik oqimlarida chiziqiy bog'lanish buziladi va FEK «charchaydi», hatto ishdan chiqishi ham mumkin. Shuning uchun FEK da fototokni  $1\mu a$  (ayrim nozik hollarda  $0,01 \mu a$ ) dan oshirmaslikka harakat qilinadi, ya'ni fotokatodga tushayotgan nurlanish oqimi kamaytiriladi. Qorong'ulik tokini kamaytirish maqsadida FEK past (-50 $\div$ -100 °C) temperaturagacha sovitiladi. Bunda suyuq azot qo'llash mumkin.

**4.3.5. Elektron-optik almashtirgich.** Tashqi fotoeffektga asoslangan bu priyomnik ko'zga ko'rinxmaydigan infraqizil nurlardagi tasvirni yorug'lik nurlaridagi tasvirga aylantirib beradi. Havosi so'rib olingan shisha ballonning bir tomoniga yarim tiniq fotokatod, ikkinchi tomoniga esa elektronlar ta'sirida shu'lalanadigan ekran (lyumenofor) joylashtiriladi. Katod bilan ekran orasiga maxsus shakl-

dagi anod o'rnatiladi. Anodga berilgan kuchlanish katoddan chiqayotgan elektronlarni tezlashtiradi va fokusirovka (ma'lum yo'nalişda yo'naltiradi) qiladi. Anodning shakli shundayki, katodning biror nuqtasidan chiqqan elektron ekranning faqat ma'lum bir nuqtasiga uriladi va uni shu'lalantiradi.



**4.7-rasm.** Elektron-optik almashtirgichni teleskopga o'rnatish.

Bu amal fotoelektronlarni fokusirovka qilish deb ataladi va u qanchalik yaxshi amalga oshirilgan bo'lsa, ekranda tasvir shuncha aniq bo'ladi. Biroq ekran donador xususiyatga ega bo'lgani uchun unda, yorug'lik nurlarida ko'rindigan tasvirni ajrata olish kuchi  $30-35 \text{ sht/mm}$  dan oshmaydi. Yorug'lik nurida hosil bo'lgan tasvirni fotoplastinkaga suratga tushirish mumkin. Bunday asbob o'nlab marta ko'p foyda beradi.

**4.3.6. Elektron kamera.** Agar yuqorida asbobda ekran o'rniga fotoelektronlarni sezadigan fotoplastinka o'rnatilsa elektron kamera hosil bo'ladi va bunday asbobda foyda EOA da erishilgan foydadan yana ham oshadi. Fotoplastinkaga yadroviy emulsiya (kosmik nurlarni qayd qilishda ishlatalidigan) suriladi va bunday fotoemulsiya tezlatgichlarda zaryadlarni qayd qilishda qo'llaniladi. Elektronlar hosil qilgan suratda qorayish darajasi yoki tasvirning zichligi bilan katodning yoritilganligi orasida chiziqiy bog'lanish mavjud va u keng diapazonni o'z ichiga oladi. Elektron kamera almashtirgich sifatida emas, balki tasvirmi kuchaytirgich sifatida qo'llaniladi. Bunday kameralarning ma'lum kamchiliklari bor, shuning uchun ularni keng qo'llab bo'lmaydi. Obyektivining diametri  $6 \text{ m}$  li teleskopda qo'llangan elektron kamera  $m=26''$  kattalikdagi yulduzlarni suratga olishga imkon beradi.

**4.3.7. Televizion kamera.** Bu priyomnik ham EOA singari ishlaydi va u elektron nur dastasi yordamida tasvirni qayd qiladi va unda tasvirni  $10^8$ - $10^9$  martagacha kuchaytirish mumkin.

#### **4.4. Ichki fotoeffektga asoslangan priyomniklar**

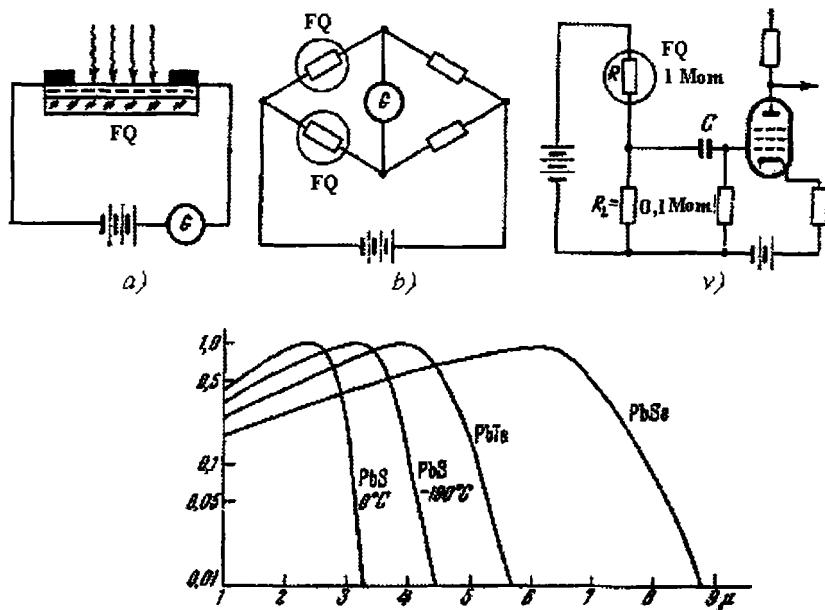
Yarim o'tkazgichlar ( $\text{YaO}'$ ), metalllar bilan dielektriklar orasida joylashadilar va keng elektr qarshilikka ega sohani egallaydilar ( $10^{-5}$  dan  $10^8 \text{ Om} \cdot \text{m}$  gacha). Biroq, yorug'lik fotonlarini yutilishi, shuningdek, elektronlar yoki alfa zarralar bilan nurlantirish natijasida yarim o'tkazgichlarda ( $\text{YaO}'$ ) elektr tokini tashuvchilar paydo bo'ladi. Agar yutilgan fotonning energiyasi yarim o'tkazgichning xususiy yoki aralashma o'tkazuvchanligini faollashtirish energiyasidan katta bo'lsa, u holda elektronlar (teshiklar)  $\text{YaO}'$  ning o'tkazuvchanlik sohasiga chiqadi va tok hosil qilishda ishtirot eta boshlaydi.  $\text{YaO}'$  ning o'tkazuvchanlik sohasiga elektronlar (teshiklar) ni chiqishi bilan bog'liq bu elektr o'tkazuvchanlik **foto-o'tkazuvchanlik** deb ataladi. Ko'pchilik  $\text{YaO}'$  da tok tashuvchilarni o'tkazuvchanlik sohasiga chiqarishi va o'tkazuvchanlikni ko'paytirishi uchun yorug'lik kvantlari energiyasi yetarlidir. Biroq, shunday yorug'lik sezuvchi  $\text{YaO}'$  lar borki, ularda elektr o'tkazuvchanlikni ko'paytirish uchun ularni juda past chastotali (uzoq IQ) nurlanish bilan yoritish kerak bo'ladi. Bunday  $\text{YaO}'$  issiqlik nurlanishni qayd qilishda qo'llaniladi.

Yorug'lik kvantlari ta'sirida yarim o'tkazgichning to'ldirilgan zonasidagi elektronlar uning o'tkazuvchanlik zonasiga o'tadi. Nati-jada yarim o'tkazgichning elektr qarshiligi katta miqdorga ( $10^5$ - $10^6$  marta) kamayadi va o'tkazuvchanligi oshadi. Agar yoritilayotgan  $\text{YaO}'$  zanjirga ulansa, u holda, zanjir bo'ylab tok oqa boshlaydi. Yoki yorug'lik kvantlari ta'sirida o'tkazgichni  $\text{YaO}'$  bilan, shuningdek,  $\text{YaO}'$  ni boshqa  $\text{YaO}'$  bilan ulanish chegarasida elektr yurituvchi kuch hosil bo'ladi. Birinchi hodisaga asoslangan priyomnik fotorezistor, ya'ni fotoqarshilik deb ataladi. Ikkinchi hodisaga asoslangan priborga ventilli (to'siqli) FE, fotodiод va CCD matriksalar misol bo'la oladi.

**4.4.1. Fotorezistor (fotoqarshilik) lar.** Dastalabki 1908-1910-yillarda elektrofotometrik o'chashlar fotorezistor (FR, fotoqarshilik) yordamida bajarilgan. Bunda fotoqarshilik sifatida selen, tellur, talliy sulfidi qo'llanilgan. O'tgan asrning ikkinchi yarmida ularning

o'rnini qo'rg'oshin birikmalari (oltingugurtli, selenli qo'rg'oshin) egalladi.

Shisha asosga qo'rg'oshin sulfidini vakuumda changlatish yo'li bilan yotqizilgan (yasalgan) yupqa qatlamga yorug'lik tushsa, uning qarshiligi yorug'lik oqimiga chiziqiy bog'langan holda ( $10^5$ - $10^7$   $Om$  ga) kamayadi va zanjirda tok oqa boshlaydi. Agar FR berk bo'lsa, u ma'lum maksimal ( $10^7$   $Om$ ) qarshilikka ega. Bunday FR orqali oqayotgan tok  $i_k$  — qorong'ulik tokidan iborat va u zanjirda shovqin hosil qiladi. Buni bartaraf qilish uchun ikkita bir xil FR uitson ko'prining ikkala yoniga o'rnatiladi (4.8-rasm): biriga yorug'lik tushiriladi, ikkinchisi esa, hamma vaqt berk turadi. Yorug'lik ta'sirida FR ning qarshiligi kamayadi va zanjir bo'ylab galvanometr orqali tok oqa boshlaydi. Bu tokning miqdori  $i$  FR ga tushayotgan yorug'lik oqimiga proporsionaldir.



**4.8-rasm.** Fotoqarshilik (chapda) va uni zanjirga ulanish sxemasi(o'rtada) hamda turli xil FR ni spektral sezgirligi egri chizig'i (pastda).

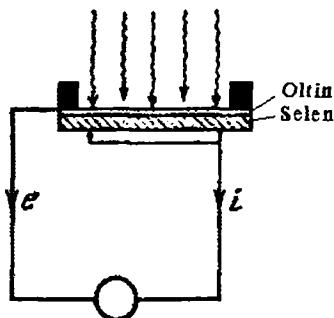
Qo‘rg‘oshin sulfididan yasalgan FR eng yuqori sezgirlikka ega bo‘ladi. Xona temperaturasida ( $25^{\circ} C$ )  $10 \text{ mm}^2$  yuzaga ega bo‘lgan FR ning sezish chegarasi yoki shovqinining effektiv quvvati (ShEQ)  $10^{-12} \text{ v}t$  ga teng. Bunga  $\lambda=2,5 \text{ mkm}$  da  $3,2 \cdot 10^8 \text{ kvant/sm}^2$  to‘g‘ri keladi. Agar FR quruq muzga ( $-78^{\circ} C$ ) tushirilsa, bu chegara yana o‘n besh marta pasaytrilishi mumkin.

Agar FR ga yetarli energiyali nurlanish tushsa, unda zaryad tashuvchi juftlik “elektron-teshik” hosil bo‘ladi va FR ni qarshiligi kamayadi, zanjir bo‘ylab oqayotgan tokning kuchi oshadi. FR ning sezgirligi bir birlik yorug‘lik oqimi ( $F_{\lambda}$ ) ga mos keladigan tok kuchi bilan belgilanadi va bir necha  $\mu\text{a}/\text{lm}$  gacha etadi. FR lar selektiv nurlanish priyomniklar safiga kiradi. Qo‘rg‘oshin sulfididan yasalgan FR infraqizil nurlarga ( $\lambda < 4 \text{ mkm}$ ), kadmiy sulfididan yasalganlari esa, yorug‘lik nurlariga sezgir bo‘ladi. Sezgirlik diapazoni yana ham keng FR lar qo‘rg‘oshin va selen brikmasidan yasaladi. FR sezgirligining temperaturaga bog‘liqligi va o‘zgarmaslik vaqtini kataligi ularning asosiy kamchiligi hisoblanadi.

**4.4.2. Fotodiодлар.** Fotodiодлarda teskari tokni yorug‘lik oqimi boshqaradi. Elektron-teshik o‘tishlarga yorug‘lik ta’siri natijasida zaryad tashuvchi juftlik hosil bo‘ladi va diodning elektr o‘tkazuvchanligi oshadi va teskari tok kuchayadi. Yorug‘lik oqimi qancha kuchli bo‘lsa, tok shuncha kuchli bo‘ladi. Integral sezgirligi bir lyumenga bir necha mikroamper to‘g‘ri keladi.

**4.4.3. Galvanik fotoelementlar.** Agar metall sirtga uning oqsidan yoki  $\text{YaO}'$  dan iborat qatlam va uning ustiga yupqa tiniq metall qatlam yopishtirilgan bo‘lsa va u yorilisa, metall sirt bilan  $\text{YaO}'$  qatlam orasida elektron-teshik ayriboshlash ro‘y beradi hamda chegaraviy qatlam hosil bo‘ladi. Nurlanish oqimi ta’sirida  $\text{YaO}'$  dan metalliga tomon yo‘nalgan elektronlar oqimi boshlanadi.

Metall chegarasida elektronlar va  $\text{YaO}'$  chegarasida esa, teshiklar to‘planadi. Chegaraviy qatlam, u bekituvchi qatlam deb ataladi, elektronlar va teshiklarni ajratib turadi. Zaryadlarni bunday ajralishi ishqor eritmasida ishlaydigan galvanik elementga o‘xshash ro‘y beradi va yarim o‘tkazgichlardan yasalgan bunday asbob **galvanik FE** deb ataladi va u tushayotgan nurlanish energiyani elektr energiyaga aylantiradi. Nurlanish fotonlari n-p o‘tishlarga va ular atrofiga ta’sir etib, zaryad tashuvchi juftlik hosil qiladi va ular o‘tish chegarasi tomon harakat qiladilar va u yerda elektr maydon hosil bo‘ladi.



**4.9-rasm.** Ventil fotoelement sxemasi

Maydon elektron va teshiklarni ajratadi. Hosil bo‘lgan potensiallar ayirmasi **fotoelektr yurituvchi kuch** deb ataladi.

Agar bu galvanik fotoelement qarshilik orqali zanjirga ulansa, zanjirda tok oqa boshlaydi. Hozirgi zamonda kremniydan yasalgan FE lar Quyosh energiyasini elektr energiyaga aylantirishda keng qo‘llaniladi. Bunday galvanik FE ning foydali ish koeffitsiyenti 20% gacha yetadi. Bitta bunday FE  $E=0,5$  volt elektr yurituvchi kuch hosil qiladi. Ko‘plab bunday galvanik elementlardan yasalgan Quyosh batareyasi Yerning sun’iy yo‘ldoshlarida energiya manbai sifatida qo‘llaniladi.

**4.4.4. CCD detektorli priyomniklar.** Ichki fotoeffektga asoslangan bu priyomniklar (CCD, coupled charge device, zaryadiy bog‘lanishga ega pribor, ZBP) mayda ( $10-25\text{ mkm}$ ) va ko‘plab ( $10^6$ ) galvanik FE lar singari ishlaydi. Bu holda,  $\text{YAO}^\circ$  asosga (masalan,  $p$ -tipdagisi) yupqa ( $0,1-0,15\text{ mkm}$ ) dielektrik qatlam yotqiziladi va uning ustiga metall yoki yarimo‘tkazgich va kristallik kremniyidan iborat kichkina o‘tkazgich elektrodlar joylashtiriladi. Bu «metall elektrod+dielektrik+yarim o‘tkazgich» (MDYa) tuzilmaga yorug‘lik tushganda galvanik elementdagи singari zaryadlarni (elektron-teshik) ajralishi ro‘y beradi. Elektrodlar muntazam joylashgan bir qatorni yoki ko‘p qatorli matritsa (ari ini singari) ni hosil qiladi. MDYa tuzilmaning, kataknинг kattaligi  $25-10\text{ mkm}$  va bir min uzunlikdagi qatorga bunday kataklardan 40 tadan 100 tagacha joylashadi. Yonma-yon muntazam joylashgan elektrodlar bir-biriga shu darajada yaqinki, ular bir-biriga ta’sir eta oladi. Bunday galvanik FE lar sin-

gari ishlaydigan MDYa tuzilmalar (kataklar) ni yonma-yon joylashtirib qator hosil qilinadi va bunday qatorlar esa, ustma-ust joylashtirilib, nashryotlarda qo'llaniladigan qolib (matritsa) singari tuzilmani hosil qiladi. Hosil bo'lgan matritsa **CCD matritsa** deb ataladi. Fotoapparatga o'rnatilgan bunday matritsa uni CCD kameraga aylantiradi. Hozirgi zamon eng yaxshi CCD kameralarida MYaD kataklarning kattaligi yuqori sezgirkka ega fotoemulsiya donalari kattaligidek bo'ladi. CCD kameralar kundalik hayotda, suratga tushirishda, qo'llaniladi, unda raqamiy foto tasvir olinadi. Bunday tasvirni komp'yuterda ko'rish mumkin va u printerda qog'ozga chiqariladi.

CCD prieyomnikning ishlash prinsipi YaO' ning potensial o'rachalarida zaryadlar paketi hosil bo'lishi va saqlanishiga, elektrodlarga tashqi elektr maydon kuchlanishi berilganda, bu zaryadlar paketini ma'lum yo'nalishda uzatilishiga asoslangan. Agar MDYa ning metall elektrodiga musbat kuchlanish berilsa, MDYa da elektr maydon hosil bo'ladi va uning ta'sirida YaO' ning asosiy tok tashuvchilari (teshiklar) YaO' sirtidan ketadi va ular o'rnini elektronlar egallaydi. Kuchlanish berilgandan bir necha sekund keyin MDYa tuzilma termodinamik muvozanatga keladi, endi unda zaryadlarni ajratadigan yupqa inversion qatlama hosil bo'ldi.

CCD matritsa YaO' asosga, bir-biriga o'zaro ta'sir eta oladigan darajada yaqin qator-qator va ustma-ust joylashtirilgan millionlab MDYa tuzilmalardan tashkil topadi. Agar CCD ni yoritsak, YaO' da yutilgan fotonlar «elektron-teshik» juftliklar hosil qiladi. Tashqi elektr maydon ta'sirida inversion qatlamdag'i bu juftliklar ajraladilar: Elektronlar potensial o'ralarga tushadi, teshiklar esa, YaO' ning neytral sohasiga chiqib ketadi. Berilgan potensial o'rada (katak) to'plangan zaryadlar miqdori MDYa tuzilmaga tushgan fotonlar yig'indisiga teng. Shuning uchun CCD matritsa yordamida yulduzlar osmon, Quyosh yoki Oyning "elektron" suratini hosil qilish va tez yozuvchi magnitafonga yozib olish mumkin.

CCD matritsaning har bir elementi (katagi) da unga tushgan nurlanish ta'sirida elektr zaryad to'planadi va bu zaryadlar o'z qatorni yoki ustuni bo'ylab bir katakdan yonidagisiga o'tkazilishi mumkin. Buning uchun CCD matritsa elektr maydonga joylashtiriladi. Matritsa katak (pixsel) larining bu xususiyatidan foydalaniib, uning barcha kataklarida to'plangan zaryad (elektron) larni ketma-ket bir joy-

dan chiqariladi va tez yozuvchi magnitafonga alohida-alohida yozib olinadi. Bu yozuvlar zaryad miqdorini songa aylantiruvchi (ATSP-elektr signalni songa aylantiruvchi) orqali komp'yuter xotirasiga tushiriladi va ma'lum ishlovdan o'tgach elektron tasvir sifatida monitor ekraniga chiqariladi. Kataklarda keng diapazonda (0 dan bir necha yuz mingacha) zaryad (elektron) yig'ish mumkin. Kataklarda to'plangan zaryadlar soni bilan unga tushgan (yutilgan) nurlanish oqimi miqdori orasida chiziqiy bog'lanish mayjud.

CCD matritsalar bir tomonidan fotoplastinkani, ikkinchi tomonidan fotoelektrik priyemnikning yaxshi sifatlariga ega bo'ladi. CCD matritsadan yasalgan kamera teleskopning fokal tekisligiga o'rnatiladi va teleskop osmon yoritqichiga yo'naltirilgach, kameraning bekitgichi ochilib, ekspozitsiya vaqtiga beriladi. Ekspozitsiya vaqtiga bir necha sekunddan bir necha o'n sekundgacha bo'lishi mumkin. Bunday kamera nurni yig'ish xususiyatiga ega, bu xira yoritqichlarni qayd qilishda qo'llaniladi. CCD kamera ma'lum kenglikdagi osmon sohasining suratini oladi va ulkan axborot quvvatga ega. CCD matritsada galvanik FE lar soni 128x128, 256x256, 512x512, 1024x1024 va hokazo bo'ladi. Matritsa elementlari **piksellar** deb ataladi. 1024x1024 piksellari CCD kamerada olingan surat *mln* ta ikkilik sistemadagi raqamlardan iborat va ular komp'yuter xotirasiga ketma-ket joylashtiriladi. Olingan tasvirlar kompyuter yordamida tekshirilishi mumkin. Masalan, «FITS» (Flexible Image Transfer System, ya'ni qayishqoq tasvirni uzatish tizimi) formatda yozilgan suratni monitor ekraniga chiqarish uchun IDL (Raqamlarni Interaktiv tahlil qilish Dasturiy til) dasturiy tilda oldin komp'yuter xotirasidan tasvirni (u yozilgan faylga «filename» ilova qilib) biror oldindan rejalashtirilgan joyga (*m*) «*m=readfits(filename)*» komanda (so'rov) bilan chaqiramiz, keyin «*tvslc rebin (m, 512, 512)*» komanda berish kerak. Bu komanda kompyuterga IDL o'rnatilgandan va ishga tushirilgandan keyin berilishi kerak. Shunda yuqorida so'rov komp'yuter ekraniga 512x512 o'lchamda tasvirni chiqaradi. Ma'lumki, komp'yuter ekranini ham kataklardan (odatda, 600x800) iborat bo'ladi. Agar tasvir 1024x1024 raqamli bo'lsa, komp'yuter ekraniga sig'maydi va «*rebin*» komanda tasvirni 512x512 holga o'tkazib ekranga chiqaradi.

Hozirgi zamonda CCD kameralar astrofizikada keng qo'llanmoqda. Bunday kameraga o'rnatilgan matritsaning kattaligi hozircha

bir necha  $\text{sm}^2$  dan oshmaydi va ularga tushirilgan elektron suratlar bir necha million (milliard) piksel yoki megabayt (gigabayt) informatsiyaga ega. Quyoshni rentgen va boshqa monoxromatik nurlarda tasviri olinadi va ular maxsus axborot markazlarida saqlanadi. Ularni internet orqali olish mumkin va komp'yuterda ko'rish mumkin. Buning uchun komp'yuterga yuqorida tilga olingan dasturiy mahsulot (IDL) o'rnatilgan bo'lishi kerak. Agar bu tasvirlar Windowsda tayyorlangan bo'lsa, ularni yuqoridagi dasturiy mahsulotsiz ham ko'rish mumkin. Keng internet foydalanuvchilari uchun shunday xizmat tashkil qilingan (Masalan, [www.astronet.ru](http://www.astronet.ru) da APOD, ya'ni Kunning Astronomik Manzarasi). Xabll nomidagi Kosmik Teleskop ham CCD kamera bilan qurollangan, uning yordamida yulduzlar osmonining elektr suratlari olindi va Yerga tushirildi.

Elektron tasvir olish uchun matritsaga ma'lum muddatli ekspozitsiya beriladi. Masalan, Quyoshni oq nurda elektron suratga tushirish uchun 0,01 sekundli ekspozitsiya yetarli. Shu muddat ichida matritsa kataklarining har birida unga tushayotgan yoritilganlik (nurlanish oqimiga) ka mos ravishda elektr zaryadi yig'iladi. Nur sezuvchi elementlar, kataklar, keng energetik diapazonda ishlaydi va to'plangan elektr zaryadi bilan yoritilganlik orasida chiziqiy bog'lanish mavjud. Bu bog'lanishdan foydalanib yoritilganlik va yoritqichning uzoqligini bilgan holda, unga mos keladigan nurlanish oqimi quvvati hisoblab topiladi.

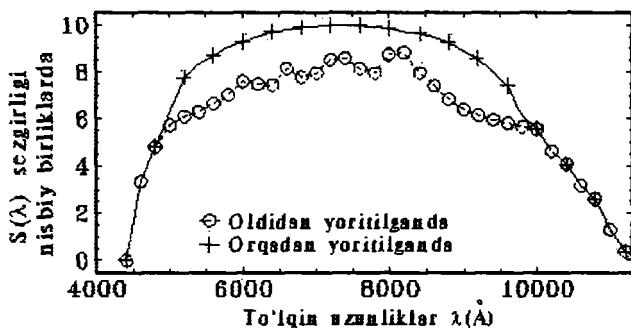
CCD matritsa past temperaturada yaxshi ishlaydi, shuning uchun u maxsus sovitkich ichiga solinadi va minus 100°C gacha sovitiladi. Aks holda, matritsaning qorong'ilik toki yoki shovqini yoritqichdan kelayotgan kuchsiz nurlanish oqimini qayd qilishga to'sqinlik qilishi mumkin. CCD priyomniklarning kvant chiqish soni yuqori, u 30% dan oshishi mumkin, ularning spektral sezgirligi bir mikron-gacha yetadi (sezgirlilik maksimumi  $0,8\mu\text{ ga to'g'ri}$  keladi).

CCD ning kvant chiqishini, uning sirti yaqinidagi qatlamida yorug'lik ta'sirida elektr tashuvchilarni hosil bo'lishi bilan bir qatorda ro'y beradigan teskari jarayon, elektron va teshiklarni rekombinatsiyalanishi chegaralaydi. Boshqa nurlanish priyomniklari singari, CCD ning ham sezgirligi ma'lum spektral oraliqda ( $0,4\text{-}1,1 \text{ } \mu\text{m}$ ) bo'ladi. Uzun to'lqin tomondagi chegarani yarim o'tkazgichning (kremniy) taqiqlangan qatlaming kengligi belgilaydi. Qisqa to'lqin

tomondan chegaralanishga, yarim o'tkazgichning sirt qatlamida ultra-binafsha kvantlarni kuchli yutilishi sababchi bo'ladi. CCD ning fotosezgirligi, turli xil yarim o'tqazgich materiallarni qo'llash orqali, kengaytirilishi, chegaralari esa, surilishi mumkin.

MYAD strukturaning sezgirligi, umuman olganda, ko'p qatlamli, qoplamaning nurlanishni qaytarish ko'rsatkichiga bog'liq. Agar elektrod sifatida metall (alyuminiy, molibden va h.k.) ishlatsila, u yorug'lik nurlari uchun notiniq, nur o'tishi uchun elektrodlar orasida maxsus yorig'lar qoldiriladi. Rentgen va ultra-binafsha nurlar dia-pazonida bunday muammo yo'q.

CCD ga nurlanish tushirishning ikkita usuli bor: to'g'ri (elektrodlar tomonidan) va teskari (dielektrik tomondan). Elektrodlarning notiniqligi tufayli to'g'ri yoritish past o'tkazish koeffitsiyentga ega. Taglik (dielektrik) ning tiniqligi ancha yuqori bo'lgani uchun orqa tomonidan yoritish o'tkazish koeffitsiyenti yuqori bo'ladi (4.10-rasm).



4.10-rasm. CCD matritsaning spektral sezgirligi.

#### 4.5. Issiqlik priyomniklari

Issiqlik priyomnigi unga tushayotgan nurlanishni yutishi va issiqlik energiyasiga aylanishi natijasida uning elektr o'tkazuvchanligini o'zgarishini o'chashga asoslangan. Keng spektral diapazondagi nurlanishni issiqlikka yoki uni elektr o'tkazuvchanlikni o'zgartirishga aylantirish mumkin. Issiqlik priyomniklarining bir necha turlari mavjud: bolometr, termoelement, issiqlik radiometri va boshqalar.

**4.5.1. Bolometr.** Issiqlik priyomniklari orasida bolometr eng sezgir priyomnik hisoblanadi. U fotorezistr singari nurlanish ta'sirida qarshilikning o'zgarishini o'lhashga asoslangan. Fotorezistorda nurlanish ta'sirida uning elektr qarshiliqi kamaysa, bolometrda, aksincha, ko'payadi. Bolometr, chetlarida elektr zanjirga ulash uchun mo'l-jallangan simlari chiqarilgan nurlanish yutuvchi yupqa ( $0,1 \text{ mkm}$ ) metallik folgadan iborat. Bolometr vakuumlangan idish ichiga joylashtiriladi. Ikkita bir xil bolometr uitston ko'prigining yon qanotlariga o'rnatiladi va ularning biriga nurlanish tushiriladi, ikkinchisi esa, berk holatda bo'ladi, ya'ni nurlanish tushmaydi. Odatda, qo'llaniladigan va platina folgadan yasalgan bolometrlarda termoqarshilik koeffitsiyenti  $\gamma=0,004 \text{ } 1/\text{grad.}$  ga teng. Yarim o'tkazgichdan tayyorlangan termistirlarda bu ko'rsatkich o'n marta yuqori bo'ladi. Nurlanish ta'sirida uitston ko'prigida muvozanat buziladi ( $4.8 \text{ v-rasmga qarang}$ ) va galvanometr orqali tok oqa boshlaydi. Bu tokning qiymati

$$i_g = \frac{1}{4} i \frac{\delta r}{r} = \frac{1}{4} i \cdot \gamma \cdot \Delta T,$$

bu yerda  $i$  – zanjir bo'ylab oqayotgan tok,  $i_g$  – galvanometr orqali oqayotgan tok va u kuchlanrilishi mumkin. Buning uchun u kuchaytirgichning to'riga (bazisiga) ulanishi kerak bo'ladi. Bunday bolometr yordamida amalda o'lchangan nuriy oqim  $10^{-7} \text{ vt/sm}^2$ . Niobiy nitritdan yasalgan va o'ta yuqori o'tkazuvchanlik darajasigacha sovitilgan o'ta bolometr kuchaytirgichning bir gers o'tkazish polosasida  $10^{-11} \text{ vt}$  quvvatni qayd qilishga imkon beradi. Germaniy kristalidan yasalgan Lou bolometri (yuzasi  $4x4 \text{ mm}^2$ ) temperaturasi  $T=2,15^\circ \text{ K}$  kriostat (sovitkich) ga joylashtirilganda kuchaytirgichning bir gers polosasiga to'g'ri keladigan  $5 \cdot 10^{-13} \text{ vt/gts}$  quvvatni qayd qila oladi. Bolometrni infraqizil nurlarda kvant chiqishi 100% ga teng.

**4.5.2. Termoelement (TE).** Bir-biriga yopishtirilgan ikki xil metall chegarasiga nurlanish tushganda hosil bo'ladigan termoelektrik elektr yurituvchi kuchni o'lhashga asoslangan priyomnik **termoelement** deb ataladi. Ikkii xil yarim o'tkazgichni oltin suvi bilan yopishtirib yasalgan TE, odatda, vakuum idish ichiga joylashtiriladi va uning ozod uchlari ingichka simlar bilan tashqi zanjirga ulanadi. Zanjirdagi tok temperaturani o'zgarishiga va termoelementda hosil bo'ladigan elektr yurituvchi kuch (EYuK) ga proporsional bo'ladi.

Tellur+vismut juftligidan yasalgan TE  $3,6 \cdot 10^{-4}$  volt/grad EYuK beradi. Eng yaxshi TE ning sezgirligi 10 volt/vatt ga teng. Bunday TE lar  $10^{-9}$  voltni o'lchay oladigan eng yaxshi galvanometr yordamida  $2,5 \cdot 10^{-9}$  vt quvvatni qayd qilishga imkon beradi. Agar TE tokini o'zgaruvchan tokka aylantirib u kuchaytirgichga berilsa, TE ning sezgirligi yana bir necha marta oshadi.

Infraqizil nurlarni o'lchash uchun issiqlik priyomniklaridan o'tadigani yo'q. Bunday hollarda, ular monoxromatik priyomnik sifatida qo'llaniladilar.

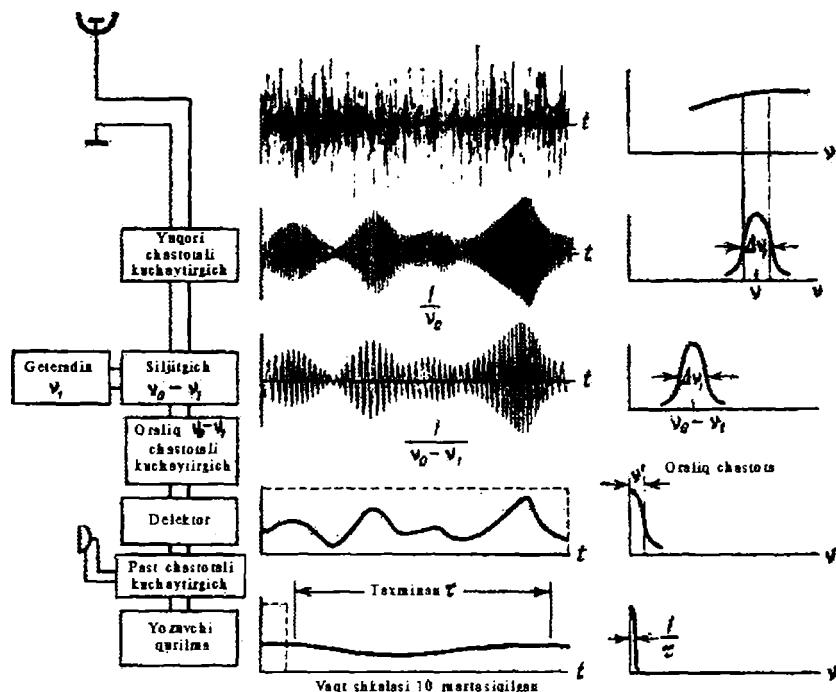
#### **4.6. Radionurlanish priyomniklari**

Radiopriyomnik antennasiga turli xil chastotadagi radionurlanish (radio to'lqin) tushadi. Bu radionurlanishda kosmik va Yer-dagi manbalarning nurlanishi bo'lishi mumkin. Kosmik manbalarning nurlanishi  $v_1 = 10^7$  gts chastota ( $30\text{ m}$  to'lqin uzunlik) dan to  $v_2 = 10^{10}$  gts ( $3\text{ sm}$ ) gacha oraliqda bo'ladi, chunki  $v > v_1$  va  $v < v_2$  chastotalarni Yer atmosferasi o'tkazmaydi yoki qisman ( $v \approx 10^{11} - 3 \cdot 10^{10}$  gts) o'tkazadi. Kosmik manbalarning nurlanishi, odatda, kuchsiz va yuqorida ko'rganimizdek, nihoyatda yuqori chastotaga ega bo'ladi va uni yozib olish uchun, avvalo, past chastotali signalarga aylantirish va keyin kuchaytirish kerak.

Radionurlanish priyomnigi bu murakkab tabiatli va har xil chastotali nurlanishdan o'z tebranish konturiga mos keladigan  $v_0 \pm \Delta v / 2$  chastotalarni ajratib qabul qiladi, bu yerda  $\Delta v$  — priyomnikning o'tkazish polosasi,  $v_0$  — markaziy chastotasi. O'tkazish polosasi ichida kosmik manbadan kelayotgan kuchsiz radionurlanish, odatda, tabiatan har xil kuchli radio-shovqinlar orasida bo'ladi. Radioastronomning vazifasi radio-shovqinlar ichidan kosmik manbagaga tegishli nurlanishi ajratish va o'lchashdan iborat. Buning uchun u maxsus va murakkab radionurlanish priyomnigi yasaydi. Priyomnik bir necha qismdan iborat va ularda kosmik radionurlanish ma'lum ishlovdan o'tadi, kuchaytiriladi va shundan keyingina yozib olinadi.

Avvalo, antennada yig'ilgan nurlanishdan priyomnikning tebranish konturiga mos keladigan  $v_0 \pm \Delta v / 2$  chastota ajratib olinadi va kuchaytiriladi. Ajratilgan signallar qorishgichda geterodin chiqaratotgan  $v < v$  chastotaga o'tkaziladi (modulyatsiyalanadi). Hosil bo'lgan

$v_0 - v_1$  ayirma chastotadagi signallar yana kuchaytiriladi. Ular  $\Delta v_1$  intervalni ishg'ol qiladi. Bu signallar detektorga o'tadi va unda past chastotali (tovush chastotasi) signallarga aylantiriladi va yana kuchaytiriladi hamda kuchli inersiyaga ega o'zi yozuvchi asbobga uza tiladi. Qabul qiluvchi tizim yuqori inersionlikka ega. Uning rejimga tushish vaqt  $\tau_0$  konturning o'tkazish polosasiga teskari proporsional bo'ladi, ya'ni  $\tau_0 = 1/\Delta v_0$ . O'zi yozuvchi asbob priyomnik konturidan  $\tau$  vaqt davomida chiqqan impuls shaklidagi signallarni yig'adi va o'rtachasini chiqarib yozib qo'yadi. Demak,  $\tau$  vaqt ichida  $\tau/\tau_0$  ta impuls o'tadi. Nisbiy dispersiya impulslar sonidan olingan kvadrat ildizga teskari proporsional bo'lgani uchun yozilgan signal xatosi  $\sqrt{\tau/\tau_0}$  ga proporsional bo'ladi. Agar s asbob yozib olgan radio signal quvvati va  $\Delta s$  uning o'rtacha kvadratik fluktuatsiyasi bo'lsa, u holda, nisbiy xatolik  $\Delta s/s = \alpha / \sqrt{\Delta v_0 \cdot \tau}$  ga teng.



**4.11-rasm.** Kosmik radionurlanishni qabul qilish sxemasi.

Bu yerda  $a$  birga yaqin,  $\alpha \approx 1$ , ko'paytuvchi. Agar kosmik manbadan kelayotgan signallarni asbob yozayotgan shovqinga qo'shayotgan hissasi  $\Delta s$  dan kam bo'lmasa, bunday signallarni yozib olish mumkin.  $\Delta v = 1 \text{ Mgs}$ ,  $\tau = 10^2 \text{ sek}$  bo'lganda  $\Delta s/s = 10^{-4}$ . Priyomnikning sezgirligini oshirish uchun  $\tau$  ni kattaroq tanlash maqsadga muvofiqdir.  $\Delta v$  ni katta tanlash yaramaydi, chunki, u holda kuchaytirish darajasi past bo'ladi. Ma'lumki, rezonans chastota eng yuqori kuchaytirish beradi.

**4.6.1. Kosmik radionurlanishni o'lhash. Radiometr.** Kosmik radionurlanishning quvvatini o'lhash uchun, radioteleskop (antenna va priyomnik) kalibrovka (quvvatga mos keladigan pribor ko'rsatishini belgilab chiqish) qilinishi zarur. Buning uchun, nurlanish quvvati ma'lum bo'lgan radionurlanish manbai radioteleskop yordamida qayd qilinadi (o'lchanadi) va kosmik manba u bilan solishtiriladi. Kosmik radionurlanish shovqindan iborat, shuning uchun shovqin beruvchi sun'iy manba tanlanadi. Bunday manba sifatida qarshilik (rezistor) olinishi mumkin. Bunday qarshilikning uchlari da fluktuatsiyalanuvchi o'zgaruvchan tok hosil bo'ladi va uning kvadratik o'rtacha qiymati Naykvist formulasi  $E^2(v)dv = 4kT \cdot dv$  yordamida ifodalanadi. Bu yerda,  $T$  – temperatura, R-qarshilik. Bu fluktuatsiyalanuvchi tokning quvvati Joule-Lents qonuniga asosan  $E^2(v)dv / R = 4kT \cdot dv$ . Bu yerda,  $k$  – Boltsman doimiysi. Priyomnik bu qarshilik sochayotgan nurlanishning choragini qabul qiladi va shuning uchun  $W = kT \cdot dv$  – qayd qilinayotgan quvvat bo ladi. Shunday qilib fluktuatsiyalanuvchi signal quvvati temperaturaga bog'liq va manbadan kelayotgan signallarni shovqin temperaturasi bilan belgilash mumkin.

Antennaga tushayotgan nurlanishning quvvati antenna temperaturasi ( $T_a$ ) orqali ifodalanadi. Priyomnikning kirishida berilgan antenna hosil qilayotgan shovqin singari quvvatda shovqin beradigan qarshilikning temperaturasi **antenna temperaturasi** deb ataladi.

Priyomnikda ham shovqin hosil bo'ladi va uning quvvati ( $P_{sh}$ ) shovqin temperaturaga ( $T_{sh}$ ) bog'liq,  $P_{sh} = kT_{sh} \cdot \delta v$ . Agar antennadan kelayotgan shoqin quvvati  $kT_0 \cdot \Delta v$  bo'lsa, u holda, radioteleskop priyomnigining shovqin faktori  $N = (kT_0 \cdot \delta v + kT_{sh} \cdot \delta v) / kT_0 \cdot \delta v$  ga teng bo'ladi. Radioteleskop priyomnigining shoqin faktori  $T_0 = 290^\circ K$  va  $\delta v = 1 \text{ Mgs}$  bo'lganda  $N = 10$  ga yaqin bo ladi. U holda, priyomnikda hosil bo'layotgan shoqin quvvati  $P_{sh} = (N - 1)kT_0 \cdot \delta v = 3,6 \cdot 10^{-14} \text{ Wt ga}$

teng va bu quvvatga  $T_{sh} = 2600^\circ K$  shovqin temperaturasi mos keladi. Bunday priyomnikda shovqin signal quvvati  $S = N \cdot kT_0 \cdot \delta\nu$  va unda qayd qilinishi mumkin bo‘lgan manbadan kelayotgan signallarning kvadratik fluktuatsiyasi  $\Delta S = (N \cdot kT_0 \cdot \delta\nu) / \sqrt{\tau \cdot \delta\nu} = 4 \cdot 10^{-18} \text{ } Vt$ ,  $\tau=100 \text{ sek}$  dan kam bo‘lmasligi kerak.

## Savollar

- 1) Tashqi fotoeffekt nima va unda qanday jarayon ro‘y beradi?
- 2) Fotoelementlar, fotoelektron ko‘paytgich, elektrooptik almashtirgichning ishlash prinsipi.
- 3) Ichki fotoeffektga asoslangan priyomniklar: fotorezistor, fotodiод, galvanik element, CCD detektorni ishlash prinsipi.
- 4) Issiqlik priyomniklari: bolometr, termoelement.
- 5) Radionurlanish priyomnigi va unda kosmik radionurlanishni o‘lchash.

## V BOB. ASTROFIZIK TEKSHIRISH USULLARI

### *5.1. Astrofizik tekshirishdan maqsad va osmon yoritqichlarining ayrim xususiyatlari*

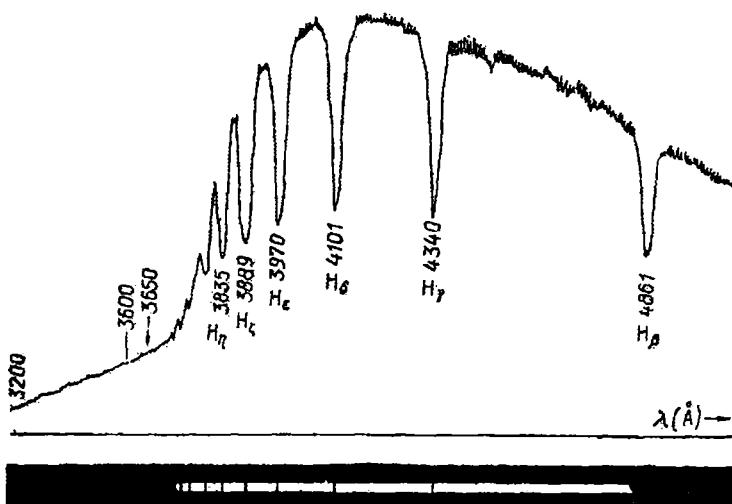
**5.1.1. Astrofizik tekshirishdan maqsad.** Astrofizik tekshirishlar osmon yoritqichlarining fizik holati va ko'rsatkichlarini (temperatura, zichlik, bosim, massa, o'lchamlarini) va kimyoviy tarkibini aniqlashga qaratilgan. Osmon yoritqichi to'g'risidagi bu bilimlarni undan kelayotgan nurlanish oqimi keltiradi. Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimi quvvatini va yoritqichning uzoqligini o'lhash yo'li bilan uning temperaturasini, undan kelayotgan nurlanishni spektrga yoyish va uni tekshirish yo'li bilan esa, uning boshqa ko'rsatkichlarini va kimyoviy tarkibini aniqlash mumkin. Bu ishlarni amaliy astrofizika bajaradi va u bir necha bo'limlarga bo'linadi. Masalan, osmon yoritqichi yorug'ligini o'lhash usullarini astrofotometriya, spektrga yoyib uni tekshirish usullarini esa, astrospektrofotometriya ishlab chiqadi va astronomik kuzatishlarga qo'llaydi. Bu usullarga o'tishdan oldin, osmon yoritqichlarining ayrim xossalari va ulardan kelayotgan nurlarning Yer atmosferasidan o'tayotganda kuchsizlanishi va yutilishi hamda bularni hisobga olish masalalari bilan tanishamiz.

Astrofizik tekshirishlar osmon yoritqichlaridan kelayotgan nurlanish oqimini o'lhashdan va tahlil qilishdan boshlanadi. Biz yuqorida ko'rlikki, avvalo, ularning rangi turlicha, keyin, nurlanish priyomniklarining spektral sezgirligi va o'tkazish polosasi har xil ekan. Shuning uchun tekshirish usullariga o'tishdan oldin osmon yoritqichlarining fizik xususitlarini belgilovchi, ularni bir-biridan bir qarashda ajratib turuvchi umumiyligini ko'rsatkichlariga to'xtalib o'tamiz. Shunday ko'rsatkichlardan ikkitasi yoritqichlarning rangi va spektridir. Yulduzlarning yorug'ligini o'zaro solishtirib o'lhashda ularning bu ko'rsatkichlarini hisobga olish kerak.

**5.1.2. Yulduzlarning spektri.** Yulduzlarning spektri teleskopga o'rnatilgan spektrograf (3.4 va 3.6-rasmlar) yoki obyektivi oldiga

prizma o'rnatilgan (3.8 va 3.9-rasmlar) astrograf (prizmali kamera) yordamida olinadi. Bunday spektrlar, odatda, past ( $100 \text{ mm}/\text{\AA}$ ) dispersiyali bo'ladi va ularda intensiv chiziqlar (vodorodning Balmer seriyasi chiziqlari, kalsiy ioni chiziqlari va boshqalar) gina ko'rinadi.

Ko'pchilik yulduzlarning spektri qora chiziqlar bilan kesilgan tutash spektrdan iborat. Tutash spektr yulduzning ichki, zinch gaz qatlamlarida hosil bo'ladi. Bunday tutash spektrga ega nurlanish yulduzning rashqi, nisbatan past temperaturali va siyrak gazlardan tarkib topgan qatlamlari, atmosferasi, orqali o'tayotganda u yerdagi atomlar tomonidan yutiladi. Atmosferadagi gaz atomlari o'zlariga mos keldigan chastotalarda ichki qatlamlardan kelayotgan tutash spektrga ega nurlanishni yutadilar, natijada tutash spektr yuzida qora, yutilish chiziqlari hosil bo'ladi. Atmosfera qatlamidagi birorta atom nurlanishni yutishi uchun bu qatlamning temperaturasi shu atomni uyg'ongan holatga o'tkazish uchun yetarli bo'lishi kerak. Shundagina uyg'ongan holatdan yuqori energiyali holatlarga o'tishlar ro'y berishi, ya'ni spektral chiziq hosil bo'lishi mumkin.



**5.1-rasm.** Yulduz spektri (pastda) va uni fotometrik yozuvi (yuqorida).

Pastdagi tasmada ko'rinarotgan qora chiziqlar Balmer seriyasi chiziqlaridir ( $H_{\alpha}$ ,  $H_{\beta}$ ,  $H_{\gamma}$ ,  $H_{\delta}$ ,  $H_{\epsilon}$ ,  $H_{\eta}$  va hokozo) va ular yuqoridagi yozuvda ingichka chuqurliklar sifatida ko'rinoqda

Past temperaturada atomlar, asosan, asosiy, ya'ni eng past energiyali holatda bo'ladilar va bunday holatdan, yuqori energiyali, uyg'ongan holatga o'tishlar rezonans chiziqlarni beradi. Vodorodning rezonans chiziqlari, ular Layman seriyasini tashkil etadilar, spektrning ultrabinafsha qismida kuzatiladi (1.2 paragraf). Yorug'lik nurlarida ko'rindigan Balmer seriyasi chiziqlari hosil bo'lishi uchun ikkinchi, uyg'ongan (uyg'onish potensiali  $10,12\text{ eV}$ ) holatdagi vodorod atomlari yetarli darajada ko'p bo'lishi kerak.

Yulduz spektrida birorta kimyoviy element atomlari yoki ionlarining chiziqlari kuzatilsa, bu shu element yulduz atmosferasida borligini ko'rsatadi. Biroq, u yoki bu chiziqnini yulduz spektrida ko'rinnmasligi bu element yulduz atmosferasida yo'q degan xulosaga olib kelmasligi kerak. Chunki, chiziqlar hosil bo'lishi uchun atmosferada temperatura sharoiti atomlarni shu chiziqnini hosil qiladigan darajada ko'p uyg'ongan holatga o'tkazgan bo'lishi shart. Agar yulduzning atmosfera qatlamlarida temperatura berilgan element atomlarini uyg'ongan holatlarga o'tkazish uchun yetarli bo'lmasa, u holda, bu elementning spektral chiziqlari hosil bo'lmaydi. Shunday qilib, spektrda birorta kimyoviy element chiziqlarni ko'rinishi, bu element atomlari yoki ionlari borligini ko'rsatuvchi yetarli belgidir, biroq zarur belgi emas.

XIX asrning ikkinchi yarmi boshlarida, nemis olimi Kirxgof tomonidan asos solingan spektral tahlil (analiz) tezda astronomiyaga qo'llanila boshlandi. Dastlabki tekshirishlar yulduzlar spektrini har xilligini ko'rsatdi. Ko'pchilik yulduzlar spektrida vodorod atomi chiziqlari (Balmer seriyasi) yaqqol ko'zga tashlanib turardi, biroq ularning intensivligi (qoraligi va kengligi) har xil yulduzlarda har xil edi. Ayrim yulduzlar spektrida faqat vodorodning intensiv chiziqlari kuzatilsa, boshqalarinikida nisbatan kam intensivlikka ega vodorod chiziqlari bilan bir qatorda metall atomlari va ionlarining chiziqlari, uchinchi xillarinikida esa, geliy atomi chiziqlari ko'rinar edi.

XX asr boshlariga kelib, minglab yulduzlarning spektri suratga tushirildi. Olingan spektrlar o'rganilib, yulduzlar spektriga ko'ra sinflar (turlar) ga ajratildi. Bu ishda Garvard (AQSh) observatoriysi xodimasi Enni Kennon (1863-1941) ishlab chiqqan usul eng ma'qul deb topildi va keng qo'llanila boshlandi. Bu usulga ko'ra spektral sinflarga ajratishda spektral chiziqlarning intensivligi asos qilib olinadi. Empirik asosda ishlab chiqilgan bu usul astrofizikaga garvardcha spek-

tral sinflarga ajratish nomi bilan kirdi. XX asrning 20-yillarigacha 200 mingdan ortiq yulduzning spektral sinfi aniqlandi.

**5.1.3. Spektral sinflar.** Spektral sinflar lotin alifbosining katta harflari bilan quyidagicha belgilanadilar:

$$O - B - A - F - G - K - M \\ R - N \\ S$$

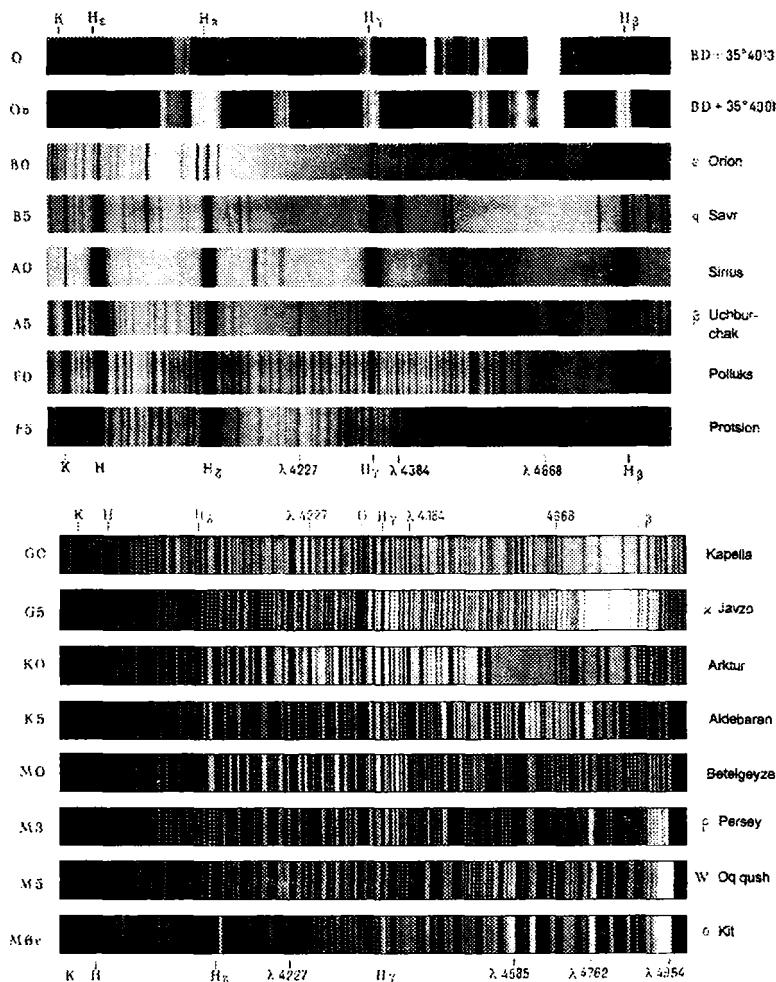
Yulduzlarni bunday spektral sinflarga ajratish asosida, ular atmosferasidagi fizik sharoit, birinchi navbatda, temperatura sharoiti yotadi. Bir sinfdan ikkinchi sinfga, chapdan o'nga tomon, temperatura pasayib boradi.  $O$  – sinfga eng qaynoq,  $M$  – ga esa "iliq" yulduzlar kiradi.

Yulduzlarni spektral sinflarga ajratishda, ular spektridagi atomlar, ionlar va molekulalar chiziqlarining intensivligi bosh ko'rsatkich sifatida qabul qilingan. Dastlab spektral sinfini aniqlash ko'zda chammalab bajarilgan bo'lsa, hozirgi zamonda bunday ishlar fotometrlar yordamida bajariladi. Sinflarga ajratish yana ham aniq bajarilmoqda, natijada oraliq sinflar kiritishga to'g'ri keldi. Masalan,  $B$  bilan  $A$  orasiga tuqqizta oraliq sinf  $B_0, B_1, B_2, B_3, B_4, \dots, B_9$  kiritildi va  $O$  – sinf  $O_5$  dan boshlanib  $O_9$  gacha davom etadi. Shunday qilib asosiy sinflar soni 55 taga yetdi.

**O-sinf:** kam uchraydigan o'ta qaynoq, havorang yulduz, spektrining binafsha qismi boshqa yulduzlarниgiga qaraganda uzun va intensiv, ionlangan geliyning (HeII) yutilish (qora) chiziqlari kuza tiladi.  $O_8$  va  $O_9$  sinflarda neytral geliyning (HeI) va ko'p marta ionlangan azot, uglerod, kislorod va kremniy atomlarining (NIII, CIII, OIII, SiIV) chiziqlari ham ko'rindi. Bu yulduzlar absorption (yutilish) spektriga ega. Spektrida, shuningdek, HeI, HeII, NV, NIV, CIII, CIV va boshqa ionlarning keng emission (nurlanish, chiqarish) chiziqlari kuza tiladigan  $O$  yulduzlar ham bor. Bu yulduzlar Volf-Raye (kashf etgan fransuz olimlari nomlari) yulduzları deb ataladi,  $W$  harfi bilan belgilanadilar va nostatsionar yulduzlar qatoriga kiradi.

**B-sinfga** qaynoq havorang-oq yulduzlar kiradi. Spektrida neytral geliy (HeI) atomlarining yutilish chiziqlari yaqqol ko'riniib turadi. Shuningdek, uglerod, azot va kislorodning bir, ikki karrali ionlarining chiziqlari ham ko'rindi.  $O$  – sinf yulduzlarida zo'rg'a ko'

rinadigan vodorod ( $H_1$ ) atomi chiziqlari  $B$  sinfga kiruvchi yulduzlar spektrida yaqqol ko'rindi va  $B7$ ,  $B8$ ,  $B9$  sinfdagi yulduzlarda  $B7$  dan  $B9$  tomon intensivlashib, ya'ni kengayib va qorayib, boradi.  $B2$  va  $B3$  sinflarda maksimal intensivlikka ega bo'lgan HeI chiziqlari esa quyi sinflar  $B8$ ,  $B9$  tomon kuchsizlanib boradi.  $B5$  dan boshlab



**5.2-rasm.** Har xil spektral sinfga mansub yulduzlarning spektrlari. Chapda sinf belgilari ( $B0$ ,  $B5$ ,  $A0$ ,  $A5$ ,  $F0$ ,  $F5$ ,  $G0$ ,  $G5$ ,  $K0$ ,  $K5$ ,  $M0$ ,  $M3$ ,  $M5$ ), o'ngda yulduz nomlari, pastda ayrim chiziq belgilari keltirilgan

spektrida kalsiy va magniy ionlarining chiziqlari ( $\text{CaII } \lambda=393,4 \text{ nm}$ ,  $\text{MgII } \lambda=448,1 \text{ nm}$ ) ko'rinadi va intensivlasha boradi. Orionning  $\delta$ -si  $B_0$  sinfga kiradi.

**A-sinfga** oq yulduzlar kiradi. A0 yulduzlar spektrida vodorod atomi chiziqlari, Balmer seriyasi, maksimal intensivlikka ega. Kalsiy va magniy ionlari chiziqlari A0 dan A9 tomon intensivlasha boradi. A2 da neytral kalsiy ( $\text{CaI}$ ) va A5 dan boshlab  $\text{FeI}$  chiziqlari ko'rinadi va quyi sinflar (chapdan o'ngga) tomon intensivlasha boradi. Katta Itning  $\alpha$ -si (Sirius) A0 sinfga kiradi.

**F-sinfga** sarg'ish-oq yulduzlar kiradi. Spektrida vodorod atomi chiziqlari (Balmer seriyasi) hali ham intensiv, ko'plab metall atomlari va ionlarining chiziqlari ko'rinadi. Kalsiy ioni chiziqlari ( $\text{CaII}$  H va K,  $1393,4$ ,  $1396,8 \text{ nm}$  atrofida) juda intensiv. Past dispersiyali spektrlarda  $\text{FeI}$  va  $\text{TiII}$  ning intensiv chiziqlari qo'shilib, quyi sinflar tomon kengayib boruvchi G – tasmani ( $\lambda=430,5 \text{ nm}$  dan  $431,5 \text{ nm}$  gacha) hosil qiladi. Javzoning  $\delta$ -si F0 sinfga kiradi.

**G-sinfga** sariq yulduzlar kiradi. Bu yulduzlar spektri Quyosh spektriga o'xhash bo'ladi. Vodorodning chiziqlari metallar (Na, Ca, Mg, Fe) ning intensiv chiziqlari orasida, ulardan farq qilmaydilar va G5-G9 sinflarda hatto ayrim metall chiziqlariga qaraganda kuchsiz bo'lib qoladi. Kalsiy ionining H va K chiziqlari eng intensiv. Aravakashning  $\alpha$ -si G0, Quyosh esa G2-sinfga kiradi.

**K-sinfga** sarg'ish-qirmizi yulduzlar kiradi. Spektrida kalsiy ionining (H va K) va kalsiy atomi ( $\lambda=422,7 \text{ nm}$ ) chiziqlari va G tasma maksimal rivojlanishga va intensivlikka erishadi. K5 sinfdan boshlab spektrida titan oksidi ( $\text{TiO}$ ) molekulalarining kuchsiz chiziqlari va tasmalari ko'rinadi. Tutash spektrining yaqin ultrabinafsha qismi ( $\lambda < 395,0 \text{ nm}$ ) ko'zdan g'oyib bo'ladi. Savrning  $\alpha$ -si K sinfga kiradi. Oqqushning  $\varepsilon$ -ni K0 singa mansubdir.

**M-sinfga** qizil yulduzlar kiradi. Spektri titan oksidi va boshqa molekulyar birikmalarining qora tasmalari va chiziqlari bilan kesilgan. Kalsiy atomining  $\lambda=422,7 \text{ nm}$  chizig'i yaqqol ko'rinadi, kalsiy ionining H va K chiziqlari deyarli ko'rinnmaydi. Ayrim M sinfga mansub yulduzlarda vodorod atomi chiziqlari emission holda kuzatiladi. Orionning  $\alpha$ -si (Betelgeye) misol bo'la oladi.

**R-sinf:** spektri G5-K5 larnikiga o'xhash, biroq unda uglerod molekulasi  $C_2$  va sian CN tasmalari ko'zga tashlanib turadi. Bunday yulduzlar uglerodli yulduzlar deb ataladi.

**N-sinf:** qizil yulduzlar,  $C_2$  va  $CN$  tasmalari  $R$  – sinfga kiruvchi-larnikidan kuchli. Bular ham uglerodli yulduzlar deb ataladi.

**S-sinf:** tutash spektrida energiyani taqsimlanishi bo'yicha  $M$  va  $N$  sinflarga o'xshash va ulardan, spektrida sirkoniy oksidi ( $ZrO$ ) tasmalari borligi bilan ajralib turadi. Vodorod chiziqlari emission holatda kuzatiladi.

Oxirgi yillar (2000) da past temperaturali yulduzlarni topish va tekshirish natijasida yana ikkita spektral sinf kashf etildi. Bular sovuq (3500 dan past) yulduzlar bo'lib,  $L$  va  $T$  harflar bilan belgilanadi.  $L$ -sinfga kiruvchi yulduzlar spektrida ishqor metallar ( $Li$ ,  $Na$ ,  $K$ ,  $Cs$ ) ning chiziqlari,  $T$ -sinfga kiruvchi yulduzlar spektrida esa metan ( $NH_4$ ) va ishqor metallar chiziqlari ko'rindi.

Barcha yulduzlarning 99 %i  $B$ ,  $A$ ,  $F$ ,  $G$ ,  $K$ ,  $M$  sinflarga kiradi.  $O$ ,  $R$ ,  $N$ ,  $S$ ,  $L$ ,  $T$  sinflarga kiradigan yulduzlar kamchilikni tashkil etadi. Biroq, spektri ayrim xususiyatga ega yulduzlar ham mavjud. Bu xususiyatlar alohida belgilanadi. Masalan, spektrida emission chiziqlar bor yulduzlar ( $B$  dan  $M$  gacha) spektral sinf belgisidan keyin "e" harfi bilan ( $B2e$ ), ingichka keskin chegaraga ega chiziqlar borlari esa "s" ( $A3s$ ), keng chiziqlarga egalari esa "n" ( $A0n$ ) va spektrida yulduzlararo moddaga tegishli kalsiy ioni  $Ca\ II$  ning  $H$  va  $K$  chiziqlari borlari "k" bilan ( $A0k$ ) belgilanadi. Spektrida juda ingichka yutilish chiziqlari borlari, spektral sinf oldiga "s" harfi yozib qo'yish ( $sFS$ ) bilan belgilanadilar. Shuningdek, spektral chiziqlari ingichka va tim qora bo'lgan yulduzlar gigant (o'tagigant) yulduz ekanligi va keng qanotli ekanlari esa, karlik (mitti) yulduz ekani ma'lum bo'lgach, spektral sinf belgisi oldiga "g" (giant) yoki "d" (dwarf) harfi qo'yila boshlandi. Masalan:  $gA2-A2$  sinfga kiruvchi gigant yulduz yoki  $sF2-F2$  sinfga kiruvchi o'ta gigant yulduz.

Shunday qilib yulduzlar rang-barang va ularning yorug'ligini o'zaro solishtirib o'lhashda bu hisobga olinishi kerak bo'ladi. Yulduzlar nuri Yer atmosferasidan o'tayotganda kuchsizlanadi va yutiladi. Bunday kuchsizlanish yulduzlararo muhitda ham ro'y beradi va yulduzning tutash spektrida intensivlikni taqsimlanishini o'zgartirib yuboradi. Biroq, yulduzlar spektridagi chiziqlarning intensivligi bu darajada kuchli o'zgarmaydi (spektral chiziqlar tutash spektrga nisbatan o'lchanadi). Aniq fotometrik o'lhashlarda yulduz nurini Yer atmosferasida kuchsizlanishi hisobga olinishi shart.

## Savollar

- 1). Yulduzlarning spektri qanday ko‘rinishga ega va unda nimalar ko‘rinadi?
- 2). Spektrda chiziqlarni ko‘rinishi nimadan dalolat beradi?
- 3). Yulduzлами spektral sinflarga ajratishda nima asos qilib olin-gan?
- 4). Yulduzlar spektrларида chiziqlar intensivligini har xilligi asosida yulduzning qanday fizik ko‘rsatkichi yotadi?
- 5). Gigant va karlik yulduzlarning spektral chiziqlari bir-biridan qanday farq qiladi?

### *5.2. Osmon yoritqichlari nurini Yer atmosferasida kuchsizlanishi*

**5.2.1. Kuchsizlanish miqdorini o‘lhash (Buger usuli).** Yer yuzida turib bajarilayotgan astrofizik tekshirishlar yoritqichning Yer atmosferasi orqali o‘tib kelgan nurlanishi ustida olib boriladi. Bu nurlanish atmosferadan o‘tayotganda, uni tashkil qilgan zarrachalar tomonidan yutiladi va sochiladi. Natijada, uning intensivligi kamaya-di, ya’ni u kuchsizlanadi va uning spektral tarkibi o‘zgaradi.

**Yer atmosferasi** deb uni o‘rab turuvchi sferik shakldagi, umuman olganda, tiniq gaz qobuqqa aytildi. Nurlanishning kuchsizlanish miqdori atmosfera moddasining yutish koeffitsientiga, zichligiga va unda nurlanish bosib o‘tgan yo‘lning uzunligiga bog‘liq. Yoritqich zenitda bo‘lganda, uning nurlari atmosferada eng qisqa yo‘lni bosib o‘tadi va eng kam kuchsizlanadi. U gorizont yaqinida bo‘lganda esa, aksincha, nur atmosferada eng uzun yo‘lni bosib o‘tadi va eng ko‘p miqdorga kuchsizlanadi. Atmosferada yorug‘likning kuchsizlanish miqdorini o‘lhash usulini, birinchi bor P. Buger (XVIII asr) ishlab chiqqan.

Agar  $k$  va  $\rho$  – atmosfera moddasining bir grammiga to‘g‘ri keladi-gan yutish koeffitsienti va atmosfera zichligi,  $ds$  – atmosferada nur bosib o‘tgan yo‘l bo‘lsa, u holda,  $I$  intensivlikka ega nurning atmosferada kuchsizlanish miqdori  $dI$  quyidagicha ifodalanadi:  $dI = -k\rho I ds$ . Bu yerda,  $k$  ning birligi  $sm^2/g$  va  $k\rho \cdot ds$  esa birlikka ega emas miqdor.

Bu tenglamani yechimi quyidagi ko‘rinishga ega:  $I = I^0 e^{-k \int \rho ds}$ . Bu

yerda  $I^0$  yoritqichdan Yer atmosferasining tashqi chegarasiga tushayotgan nurlanishning intensivligi,  $I$  esa Yer yuziga yetib kelgan nurlanishning intensivligi. Atmosferada nur bosib o'tgan yo'l yoritqichning zenit masofasiga ( $z$ ) bog'liq. Agar atmosferaning qalinligi  $H$  bo'lsa, zenitdagi yoritqich uchun uning zenit masofasi  $z=0$  va

$$I_0 = I^0 e^{-k \int_0^H \rho dh}. M(0) = \int_0^H \rho dh - \text{zenitda havo massasi deb ataladi, u}$$

$$\text{holda, } z \text{ zenit masofadagi yoritqich uchun } I_z = I^0 e^{-k \int_0^z \rho ds} =$$

$= I^0 e^{-kM(z)}$ . Agar  $M(0)=1$  deb hisoblasak, u holda  $I_z = I_0 e^{-k(M(z)-1)}$  bo'ladi. Agar yulduz zenitdaligida uning yulduziy kattaligi  $m_0$  va  $z$  zenit masofada-  $m_z$  bo'lsa, u holda, yulduz yorug'linining kuchsizlanish miqdori

$$\Delta m = m_z - m_0 = (M(z) - 1)(2.5 \lg e^{-k}). \quad (5.1)$$

$\Delta m > 0$ , chunki  $M(z) > M(0)$  va ikkinchi ko'paytuvchi ham noldan katta bo'ladi. Bu yerda  $e^{-k}$  atmosferaning tiniqlik koefitsientidir va  $\Delta m_0 = 2.5 \lg e^{-k}$  “zenitda yorug'likni kuchsizlanishini ko'rsatadi. 5.3-

rasmdagi chizmadan  $ds = dh \cdot \sec z$  va  $M(z) = \int_0^z \rho ds / \int_0^H \rho dh = \sec z$ , -  $z$  zenit masofadagi havo massasini zenitdagи havo massasiga nisbati, havo massasini zenitdagи havo massasi birliklarida ifodalaydi.

U holda  $\Delta m_z = m_z - m_0 = (\sec z - 1)(-2.5 \lg e^{-k})$ .  $\Delta m_0$  empirik (tajriba) yo'l bilan topiladi.

Havo tinch va tiniq kechasi birorta yulduzning har xil zenit masofalar ( $z$ ) da, u chiqqandan boshlab to yuqori kulminatsiyaga yetguncha, yulduziy kattaliklari  $m_z$  o'lchanadi. O'lhash natijalari grafigi chiziladi: ordinata o'qi bo'ylab  $m_z$  va absissa o'qi bo'ylab unga mos keladigan  $M(z) = \sec z$  qo'yiladi. Odatda, o'lhash natijalari bitta to'g'ri chiziqda yotadi va u Buger chizig'i deb ataladi. **Buger chizig'i** ( $m_z = m_0 + \Delta m_z$ ) ni ordinata o'qi bilan kesishish nuqtasi  $m_0$  ga, ya'ni

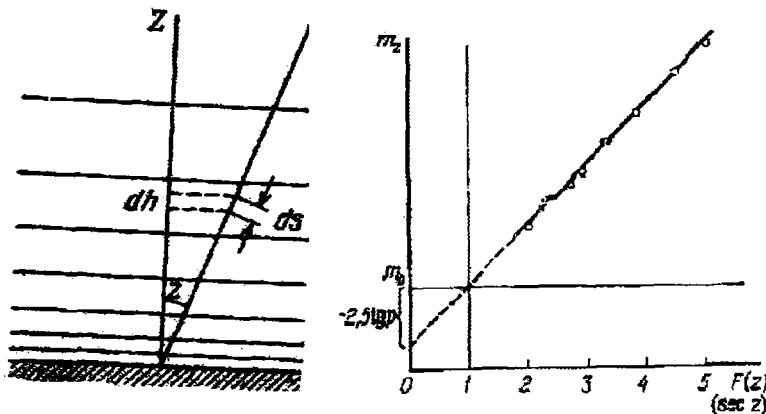
atmosferadan tashqarida yulduzning yulduziy kattaligiga to‘g‘ri keladi. Vizual, ya’ni odam ko‘zi sezadigan, nurlarda va Yevropada o‘rtacha atmosfera sharoiti uchun  $\Delta m_0 = 0,23^m$  ga teng. Har xil zenit masofa ( $z$ ) lar uchun havo massasi  $M(z)$  va  $\Delta m_z$  5.1-jadvalda keltirilgan.

### 5.1-jadval

#### Zenit masofa bo‘yicha havo massasini va yulduz nurini kuchsizlanishini o‘zgarishi

$z, \text{grad}$	0	20	30	40	50	60	70	80	87
$M(z)$	1,000	1,064	1,154	1,304	1,553	1,995	2,904	5,6	15,3
$\Delta m_z$	0,00 <sup>m</sup>	0,01	0,03 <sup>m</sup>	0,06 <sup>m</sup>	0,12 <sup>m</sup>	0,23 <sup>m</sup>	0,45 <sup>m</sup>	0,99 <sup>m</sup>	2,6 <sup>m</sup>

Fotografik, ya’ni, oddiy, sezgirlashtirilmagan fotoplastinka sezadigan nurlarda yorug‘likni atmosferadan o‘tayotganda kuchsizlanishi  $\Delta m_0 = 0,44^m$ , vizual nurlardagidan katta bo‘ladi. Demak, kuchsizlanish nuring to‘lqin uzunligiga bog‘liq. Zenitda kuchsizlanish miqdori  $\Delta m_0$  atmosferaning tiniqligini belgilaydi. Yer yuzida atmosferasi eng tiriq joylardan biri Gavay orolidagi Mauna Keya tog‘ cho‘qqisi bo‘lib (uning dengiz sathidan balandligi 4200 m), u yerda sariq nurlarda kuchsizlanish miqdori  $\Delta m_0 = 0,092^m$ .



**5.3-rasm.** Atmosfera qatlamlari orqali yulduz nurini o‘tishi (chapda) va kuchsizlanishiga oid chizma (o‘ngda).

Shunday qilib, yoritqichning yorug'ligi uning zenit masofasiga bog'liq ravishda asta-sekin o'zgarib boradi. Zenit masofasi ortishi bilan birgalikda, uning yorug'ligini kuchsizlanishi ortaboradi. Aniq fotometrik o'lchashlarda buni hisobga olish lozim.

**5.2.2. Yer atmosferasida yorug'likni sochilishi.** Havo tiniq kunduz kuni osmon ko'm-ko'k gumbaz sifatida ko'rindi. Buning sababi, Quyosh nurlarining havo molekulalarida sochilishidir. Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish Yer atmosferasi zarrasiga tushgach, u undan barcha tomonga sochiladi (difraksiyalanadi, aks qaytadi), natijada, kuzatuvchi tomon kelayotgan nurlanishning intenativligi biroz kamayadi.

Sochilish miqdori tushayotgan nuring to'lqin uzunligiga teskari proporsional bo'ladi. Ya'ni, qisqa to'lqinli ko'k nurlar uzun to'lqinli qizil nurlarga qaraganda ko'proq sochiladi. Shuning uchun osmon ko'k, to'g'rirog'i havorang, gumbaz sifatida ko'rindi. Binafsha nurlar yana ham kuchli sochiladi. Agar odam ko'zi binafsha nurlarni ham yaxshi sezganda edi, osmon binafsha bo'lib ko'ringan bo'lar edi. Buning sababi ko'k va binafsha nurlarni sochuvchi zarralar, biringchidan, ko'p, ikkinchidan, ularning ko'ndalang kesimi 0,3-0,4  $mkm$  ga teng. Bunday zarralar yirik molekulalar (masalan, suv) bo'lishi mumkin (chang emas). Yer atmosferasida yorug'likni sochilishi natijasida kuchsizlanishi quyidagi formula yordamida hisoblanadi:

$$\Delta m_R = 1.086 \frac{32\pi^3(n-1)^2}{3N\lambda^4} H_0, \quad (5.2)$$

bu yerda  $n$  – atmosfera (havo) ning sindirish koeffitsienti,  $N$  – havo molekulalari konsentratsiyasi,  $\lambda$  – nurlanishning to'lqin uzunligi,  $H_0$  – bir jinsli atmosfera balandligi. Sof tiniq atmosferada sochilish natijasida har xil to'lqin uzunlik ( $\lambda$ ) dagi nurlarda kuchsizlanish miqdori 5.2-jadvalda keltirilgan.

5.2-jadval

$\lambda, mkm$	0,3	0,4	0,5	0,6	0,7	0,8
$\Delta m_R$	1,237 <sup>m</sup>	0,367 <sup>m</sup>	0,146 <sup>m</sup>	0,070 <sup>m</sup>	0,037 <sup>m</sup>	0,022 <sup>m</sup>

Sof tiniq atmosfera sharoitida osmon binafsha-ko'k rangda bo'lishi kerak. Bizning ko'zimiz binafsha rangdagi nurlarni yaxshi ko'rmaydi, shuning uchun osmon ko'k bo'lib ko'rindi. Ayrim hollarda, os-

mon oqish ko'k bo'lib ko'rindi. Buning sababi havoning molekulyar tarkibi bilan bog'langan. Agar havoda katta suv molekulalari bilan aralashgan chang zarrachalari bo'lsa, sochilayotgan nurning tarkibi o'zgaradi. Kuchsizlanish miqdori  $\Delta m_s = 1,086\beta/\lambda^\alpha$  formula yordamida hisoblanadi. Bu yerda  $\beta$  – atmosferaning changlanish darajasini belgilaydi,  $\alpha$  esa, atmosfera zarralarining kattaligiga bog'liq. Agar zarralar juda mayda bo'lsa,  $\alpha=4$  va katta zarralar uchun  $\alpha=1$ . O'rtacha atmosfera sharoitida  $\alpha=1,3$  va  $\beta=0,2-0,04$  atrofida bo'ladi.

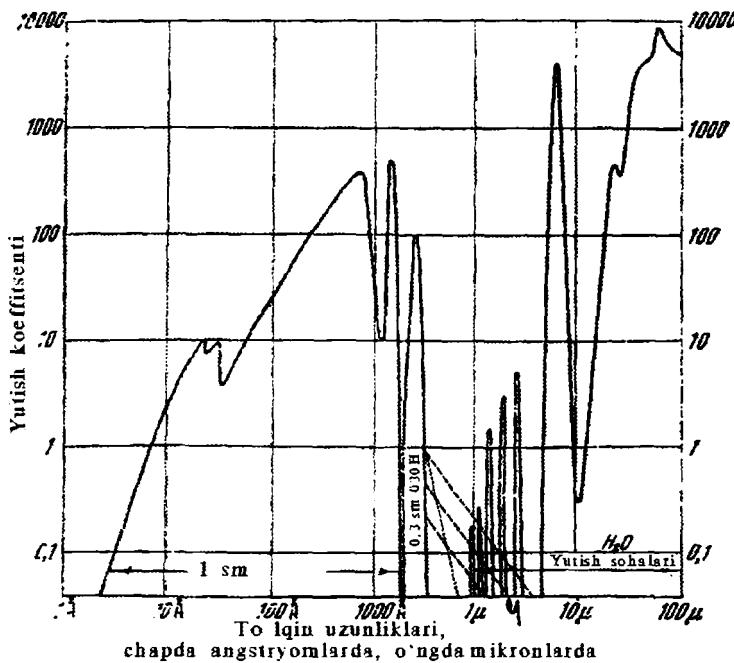
Demak, yoritqich nurini atmosferada kuchsizlanishi, uning rangini va kuzatilayotgan spektrida energiyani taqsimlanishini ham o'zgarishiga olib keladi. Aniq fotometik ishlarni bajarishda buni ham hisobga olish zarur.

Quyosh gardishining yaqin atrofida osmonning yorug'ligi bilan atmosferaning tiniqligi orasida bog'lanish mavjud. Atmosfera qancha tiniq bo'lsa, Quyosh gardishi atrofidagi ko'k osmon shuncha gardish chetiga yaqin ko'rindi. Osmon qoramtilir ko'k bo'ladi. Bosh barmoq bilan Quyosh gardishini bekitganda, barmoq chetida ko'k osmon ko'rinsa, atmosfera yetarli darjada tiniq hisoblanadi.

Yirik chang zarralari atmosferaning pastki (balandligi  $h < 3000\text{m}$ ) qatlamlarida joylashadilar va dengiz sathidan 3000  $m$  dan balandda ularning konsentratsiyasi kam va nurni ularda sochilishi Relyey formulasi bilan ifodalanadi. Shuning uchun katta teleskoplar baland tog'lar ustiga o'rnatiladi.

**5.2.3. Yer atmosferasida nurlanishni yutilishi.** Yer atmosferasida yoritqichdan kelayotgan nurlanishning ko'p qismi atmosferadagi molekulalar ( $N_2$ ,  $O_3$ ,  $H_2O$ ,  $SO_2$  va  $SO$ ) tomonidan yutiladi va Yer yuziga etib kelmaydi. Yutilgan energiya molekulalarning parchalanishiga va ularning kinetik energiyasini oshirishga sarf bo'ladi. Ma'lumki, atomlar va molekulalarning yutish koefitsienti chastotaga bog'liq. Shuning uchun atmosferada nurni yutilishi selektiv xususiyatga ega. Yer atmosferasi yorug'lik nurlarida (290,0-700,0  $nm$ ), reley sochilishini hisobga olmaganda, deyarli tiniq.

Biroq qisqa to'lqinlar ( $\lambda < 290 \text{ nm}$ ) da atmosfera butunlay notiniq va bu notiniqlik asosan azot va kislorod molekulalarida nurlanishni to'la yutilishi bilan bog'liq. To'lqin uzunligi 320  $nm$  dan 210  $nm$  gacha bo'lgan nurlanish azon qatlam (u 18-30  $km$  balandliklarda joylashgan) da yutiladi.



**5.4-rasm.** Yer atmosferasida nurlanishni yutilishi va kuchsizlanishi.

Bu yutilishdan qutilish uchun teleskopni atmosferadan tashqariga ( $h > 250 \text{ km}$ ) chiqarish kerak. Uzun to'lqinli nurlar ( $0,8 \mu$  dan  $1 \text{ mm}$  gacha) suv bug'i va karbonat angidrid tomonidan ma'lum to'lqin uzunliklari oraliqlarida yutiladi. Kuchli yutish sohalari orasida qis-

### 5.3-jadval

#### Yer atmosferasining nurlanishni kuchsizlantirish kl va o'tkazish koeffitsiyentlari $p_\lambda$

$\lambda, \text{mkm}$	$k_\lambda$	$p_\lambda$	$\lambda, \text{mkm}$	$k_\lambda$	$p_\lambda$	$\lambda, \text{mkm}$	$k_\lambda$	$p_\lambda$
0,20	20	0,00	0,4	0,46	0,63	0,8	0,063	0,939
0,26	89	0,00	0,5	0,23	0,795	0,9	0,049	0,952
0,3	4,5	0,011	0,6	0,17	0,844	1,0	0,040	0,961
0,36	0,67	0,51	0,65	0,127	0,881	1,2	0,029	0,971
0,38	0,55	0,58	0,7	0,093	0,911	1,4	0,022	0,978

man o'tkazish sohalari ham bor. Masalan, 0,95  $mkm$  dan 1,3  $mkm$  gacha yoki 8-13  $mkm$  oraliqlarda kuzatishlar bajarish mumkin. Bu sohalarda osmon yoritqichlarining nurlanishi 25 % ga kuchsizlangan bo'ladi, xolos.

**5.2.4. Teleskopning optik qismlari va sirtlarida nurlanishni yutilishi va sochilishi.** Linza yasashda ishlataladigan xom-ashyo (kvars shisha) ozmi-ko'pmi nurlanishni yutadi. Yutilish miqdori linzada nur bosib o'tgan yo'lning uzunligiga bog'liq va u nurning to'lqin uzunligi bo'yicha o'zgaradi. Odatda, yutilish miqdori bir sm yo'l uchun beriladi. Masalan, vizual nurlarda yutilish miqdori kron (shisha turi) da 1-4% ni, flint (shisha turi) da 2-6% ni tashkil etsa, ultrabinafsha nurlar ( $\lambda=0,35\text{ mkm}$ ) da kronda 10, flintda esa 80% ga etadi. Ultrabinafsha nurlarda flint notiniq bo'lganligi uchun obyektiv yasashga yaramaydi. Bu nurlarda shishaning maxsus navi, uviol ishlataladi.

Linzalarda nurlanishni isrof bo'lishining yana bir turi bu ochiq sirtlardan uni aks qaytishi bilan bog'liq. Nur, har xil sindirish koefitsientiga ega bir muhitdan ikkinchisiga o'tganda, chegara sirtlardan aks qaytadi. Bu qaytgan nurlanishning intensivligi ( $I$ ) tushayotgan intensivlik ( $I_0$ ) bilan Frenel formulasi yordamida quyidagicha ifodalanadi:

$$I = I_0 \left( \frac{n-1}{n+1} \right)^2, \quad (5.3)$$

bu yerda  $n$  bir muhitni ikkinchisiga nisbatan sindirish koefitsienti. Agar nurni muhitlarda yutilishi hisobga olinmasa, havodagi kron ( $n=1,52$ ) linzadan nur o'tayotganda aks qaytish natijasida uning intensivligi 8%, flint linzada esa 11% ga kamayadi. Ikki linzali obyektvlarda kamayish 18-20%, to'rt linzalilarda esa 35% ga etishi mumkin.

Shisha linzalarning bu nuqsoni ular sirtiga yupqa (qalinligi  $n_1\lambda/4$  ga teng) qatlam hosil qiluvchi maxsus ( $n_1 = \sqrt{n}$  sindirish koefitsientiga ega) tiniq bo'yoq qatlam surish yo'li bilan bartaraf etiladi. Bunday obyektivlar **oydinlashtirilgan optika** deb ataladi.

Linzali obyektvlarda nuqson hisoblangan undan nurni aks qaytishi kuzguli obyektvlarning ko'rki (afzalligi) hisoblanadi. Ya'ni, ko'zgu, unga tushayotgan nurni qancha ko'p qaytarsa, u shuncha sifatli sanaladi. XIX asrning o'rtalarigacha astronomik ko'zgular bronzaning maxsus navidan yasalar edi. Yangidan yaltiratilgan bunday

ko'zgu unga tushayotgan nurning 60% ni qaytara oladi. 1856-yilda Fuko ko'zgu yasash uchun shisha ishlatdi. Silliqlangan shisha yuziga, dastlab, kumush, keyinchalik esa alyuminiy purkab ko'zgular yasala boshlandi. Yangi kumush ko'zgu unga tushayotgan nuring 95% ni qaytaradi. Alyuminiylangan ko'zgu keng spektral diapazonda (0,25-1,00  $mkm$ ) 85-90% qaytarishni ta'minlaydi va qaytaruvchi qatlamning yuqori darajada mustahkamligi uchun, hozirgi zamonda ham, alyuminlash usuli qo'llaniladi.

**5.2.5. Kosmik radionurlanishni o'tishiga Yer atmosferasining ta'siri.** To'lqin uzunligi 1  $sm$  dan 30  $m$  gacha bo'lgan elektromagnit to'lqinlar diapozonida Yer atmosferasi yuqori darajada tiniq. Biroq, Quyoshning ultrabinafsha nurlari Yer atmosferasining yuqori qatlamlaridagi atomlarni ionlantiradi. Ionlar va elektronlardan iborat bunday muhit (ionosfera) radioto'lqinlarni aks qaytaradi va yutadi. Bu muhitning sindirish koefitsienti unda elektron konsentratsiyasi ( $n_e$ ) ga va chastota ( $v$ ) ga bog'liq.

$$n = \sqrt{1 - \frac{n_e e^2}{v^2 \pi m}}, \quad (5.4)$$

bu yerda  $e$ ,  $m$  – elektron zaryadi va massasi. Bu formuladan  $n < 1$  ligi ko'rinish turibdi va u optik qalin muhitdan yupqa muhitga o'tishga mos keladi. Bu esa, to'la aks qaytishni berishi mumkin va u  $n=0$  ga mos keladigan kritik chastota,  $v_s^2 = n_e e^2 / \pi m$  dan, past chastejalarda ro'y beradi. Kritik chastejating son qiymati

$$v_k = 8980\sqrt{n_e} \text{ gts}, \quad (5.5)$$

ga to'g'ri keladi. Ionosferada elektron konsentratsiyasi va kritik chastota kunlik va yillik davr bilan, shuningdek, Quyoshda ro'y berayotgan jarayonlarga bog'liq ravishda tasodifan o'zgarib turadi. Ionosfera bir necha qatlamlardan iborat. Uch yuz km balandlikda joylashgan  $F_2$  qatlam eng yuqori elektron konsentratsiyaga ega. Bu qatlamda, tush paytida,  $n_e = 1,5 \cdot 10^6$  ga va yarim tunda,  $2,5 \cdot 10^5$  ga teng. Bu qatlamga kunduzi tik tushayotgan radiotulqinlarning chastejasi  $v < 11 \text{ Mgts}$  ( $\lambda > 27 \text{ m}$ ) va kechasi  $v < 3,6 \text{ Mgts}$  ( $\lambda > 83 \text{ m}$ ) lari undan aks qaytadi. Shuning uchun biz kunduzi faqat  $\lambda < 27 \text{ m}$  va kechasi  $\lambda < 83 \text{ m}$  bo'lgan kosmik radionurlanishlarinigina qabul qila olamiz. Bu sonlar, albatta, o'rtacha sharoit uchun hisoblangan,

asilda esa  $n_e$  o'zgarib turadi va ayrim hollarda chegara  $\lambda < 20 \text{ m}$  gacha tushadi.

Shunday qilib osmon yoritqichlari nurlanishini o'lhash va tah-lil qilishda ular nurlanishing Yer atmosferasida kuchsizlanishini hisobga olishimiz kerak bo'ladi. Kuchsizlanish miqdori nurlanishning to'lqin uzunligiga bog'liq bo'lgani uchun har xil ranglarda yorit-qichning yorug'ligini o'lhashda uni hisobga olish muhim ahamiyat kasb etadi.

### **5.3. Astrofotometriya**

**5.3.1. Astrofotometriyaning vazifalari.** Astrofotometriya osmon yoritqichlari yorug'ligini o'lhash usullarini ishlab chiqadi va astrofizik amaliyotga qo'llaydi. O'lhash natijalarini tahlil qilish usullarini ishlab chiqadi.

Teleskopning obyektiivi orqali o'tayotgan nurlanish oqimi yoritqich tasviri (difraksiyon gardishchasi) ning yoritilganini belgilaydi va uni o'lhab va yoritqichning uzoqligini bilgan holda yoritqichning yorug'lik kuchini yoki yorqinligini aniqlash mumkin. Bu ko'rsatkichlar endi yoritqichning energetik ko'rsatkichi bo'ladi va unga asosan yoritqichning temperaturasini aniqlash mumkin. Obyektiv yordamida yig'ilgan nurlanish oqimi priyomnikda ma'lum signal yoki taassurot hosil qiladi. Bu signal bilan yoritqich hosil qilayotgan yoritilganlik orasidagi bog'lanish har xil bo'lishi mumkin.

Nurlanish priyomnigi (o'lhash asbobi) da hosil bo'lgan taassurot (signal) miqdori bilan unga tushayotgan nurlanish oqimi orasidagi bog'lanishni topish zarur bo'ladi. Bundan tashqari, yoritqichdan kelayotgan nurlanish oqimi priyomnikka tushguncha, u Yer atmosferasi va teleskopning optik sirtlari va qismlari orqali o'tadi va ularda yutiladi va sochiladi. Yoritqichning haqiqiy energetik ko'rsatkichlarini chiqarishda bu ham hisobga olinishi zarur.

Yer atmosferasi va teleskopning optik qismlarida osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimining yuqorida sanab o'tilgan va boshqa o'zgarishlarini hisobga olgan holda astronomik o'lhashlar bajarish va ular natijalarini tahlil qilish usullarini ishlab chiqish **astrofotometriyaning** asosiy masalasi hisoblanadi. Har bir nurlanish priyomnigi (o'lhash asbobi) o'ziga xos spektral sezgirlikka va unga tushayotgan nurlanish oqimiga mos va o'ziga xos taassurot hosil

qilish xususiyatiga ega bo'ladi. Shuning uchun har bir priyomnik uchun o'lhash va tahlil qilish usullari ishlab chiqilgan va shunga ko'ra astrofotometriya bir necha bo'limlarga, masalan, vizual, fotografik, fotoelektrik va radiometrik astrofotometriyaga bo'linadi. Hozirgi paytda astrofizik tekshirishlarda asosan yuqori aniqlikka ega fotoelektrik va radiometrik usullar qo'llaniladi. Bu usullarga o'tishdan oldin qisqacha vizual va fotografik usullarga to'xtalamiz.

**5.3.2. Vizual astrofotometriya.** Osmon yoritqichlari yorug'ligini ko'z yordamida solishtirish yo'li bilan o'lhashga asoslangan usul **vizual astrofotometriyaning** asosini tashkil etadi. Hozirgi zamonda bu usul kam qo'llaniladi, biroq, u fotometriyaning rivojlanishida juda katta rol o'ynagan. Bu usul soddaligi bilan boshqalardan farq qiladi va ayrim hollarda, masalan, o'zgaruvchan yulduzlarni tekshirishda yaxshi natijalar berishi mumkin.

Vizual fotometriyada nurlanish priyomnigi vazifasini kuzatuvchi astronomning ko'zi bajaradi va osmon yoritqichlarining yorug'ligi bir-biri bilan solishtiriladi va ularning yulduziy kattaliklari ayirmasi o'lchanadi. Bunda, yorug'ligi noma'lum yulduzning tasviri, boshqa yulduziy kattaligi ma'lum, yulduzniki yoki sun'iy yorug'lik manbainiki bilan solishtiriladi. Odam ko'zi yuqori darajada (1%) yorug'liklar farqini sezish qobiliyatiga ega. Agar ikkita osmon yoritqichining yorug'lik kuchi yoki intensivligi  $I_1$  va  $I_2$ , ulardan kelayotgan nurlanish oqimi  $F_1$  va  $F_2$ , ular hosil qilayotgan yoritilganlik  $E_1$  va  $E_2$  bo'lsa, bularning nisbati  $I_1/I_2=F_1/F_2=E_1/E_2=n$  bir-biriga teng va ularning yulduziy kattaliklari ayirmasi  $m_2 - m_1 = 2.5 \lg(n)$  ga teng bo'ladi. Kuzatuvchi astronomning vazifasi  $n$ -ni topishdan iborat. Buning uchun ikkita yoritqichdan yorug'rog'ini nuri maxsus tayorlangan xiralatgich orqali o'tkaziladi va u yordamida ikkinchini-kiga teng bo'lguncha xiralashtiriladi. Agar xiralatkichning xiralatish kuchi oldindan ma'lum bo'lsa, u holda, yuqoridagi munosabatdan yulduziy kattaliklar farqi hisoblanishi mumkin. Xiralatkich sifatida 1) fotometrik pona, 2) diametri o'zgartiriladigan diafragma, 3) ikkita polyaroiddan iborat asbob qo'llanilishi mumkin.

**1). Fotometrik pona,** bu ma'lum notiniqlikka ega shishadan pona shaklda yasalgan asbob bo'lib, uning xiralatish miqdori nur o'tayotgan qismi qalinligiga bog'liq bo'ladi. Xira yulduzning nuri ( $I_1$ ) ponaning eng tiniq joyidan va yorug'rog'ini ( $I_2$ ) ki esa, ponaning shunday joyidan o'tkaziladiki, undan o'tayogan nurlarning inten-

sivligi xira yulduznikiga teng bo'lsin. U holda, yorug' yulduz nuri intensivligi ( $I_1$ ) ning kamayish darajasi ponaning nurlar o'tayotgan joylar orasidagi masofa (l) ga proporsional bo'ladi, ya'ni  $m_2 - m_1 = 2.5 \lg(I_1/I_2) = kl$ . Bu yerda  $k$  – fotometrik ponaning doimisi, ya'ni uzunlik birligiga mos keladigan va yulduziy kattaliklarida ifodalangan xiralatish darajasi. Bir jinsli yaxshi fotometrik pona yasash mashaqqatli ishdir. Bu jihatdan ikkita polyaroiddan yasalgan xiralatkich maqsadga muvofiqdir.

**2). Polyarizatsion xiralatgich.** Biz bunday asbob to'g'risida nur saralagichlarga bag'ishlangan bobda to'xtalgan edik. Agar yorug'roq yulduzning nuri polyaroidlar orqali, xirasini esa to'ppa-to'g'ri o'tkazilsa va polyaroidlardan birini teleskopning optik o'qi atrofida asta-sekin aylantirib yoritqichlar yorug'ligini tenglashtirish mumkin bo'ladi. Shunda polyaroidlarda nurni kuchsizlanish miqdori ularning qutblantirish tekisliklari orasidagi burchak ( $\varphi$ ) ning kosinusini kvadratiga proporsional bo'ladi, ya'ni  $I_1/I_2 = \cos^2\varphi$ . Bu yerda,  $I_2$  polyaroidlarga tushayotgan intensilik. U holda,

$$m_2 - m_1 = 2.5 \lg(k \cos^2 \varphi) = 5 \lg(\cos \varphi) + 2.5 \lg k. \quad (5.6)$$

bu yerda  $k$  – poliarizatsion xiralatkichning doimiysi va u  $\varphi=0$  bo'lganda yulduziy kattaliklar farqiga teng, ya'ni  $k = 10^{0.2(m_2 - m_1)}$ .

**5.3.3. Vizual fotomerik o'lchashlarning aniqligi va xatolari.** Odam ko'zining fotometrik sezgirlik chegarasi 1% ga teng, ya'ni yoritilgankichlar farqi 1% bo'lganda ham ko'z bu farqni seza oladi. Bu xususiyat yaxshi ko'rish sharoitlarida va yorug' yuzalarni solishtirib o'rghanishda amal beradi. Bunday solishtirib o'lchashlarning aniqligi yuqori  $0,020''-0,005''$ , ya'ni ularning xatosi yulduziy kattaliklarda  $0,020''$  dan oshmaydi. Biroq, yulduzlarni solishtirib ular yorug'ligini o'lchashlarda xato  $5-10\%$ , tajribasiz kuzatuvchilarda hatto  $20\%$  gacha etadi. Shuning uchun vizual astrofotometrik o'lchashlarning xatosi  $0,15''-0,07''$  bo'lsa, bu hol normal hisoblanadi.

Yulduzlarni bir-biri bilan solishtirishda osmon sahni yorug'ligi katta rol o'ynaydi. Yulduzning nuri xiralatkich yordamida kuchsizlantirilayotganda, uning atrofidagi osmon ham xiralashadi. Ikkinci yulduz atrofidagi osmon endi birinchi yulduz atrofidagidan yorug'roq bo'lib qoladi. Bu yulduz kattaliklari farqini o'lchashda xatoliklarga olib keladi. Agar solishtirilayotgan yulduzlar har xil rangda bo'lsa, bu ham katta xatoliklarga olib keladi. Bundan tashqari,

har bir kuzatuvchining ko‘zi ma’lum spektral sezgirlikka ega va boshqa-boshqa kuzatuvchilar tomonidan o‘lchangan yulduziy kataliklar xatosi  $0,2''$ - $0,3''$  gacha yetishi mumkin.

**5.3.4. Yulduzlar yorug‘ligini qurollanmagan ko‘z yordamida baholash.** Astronomik amaliyatda yulduzlar yorug‘ligini o‘lchash yoki solishtirish asbobisiz yetarli darajada yuqori aniqlikda ( $0,1''$ ) baholash usullari ham ishlab chiqilgan va ayrim hollarda, masalan, o‘zgaruvchan yulduzlar yorug‘ligini o‘lchashda ulardan foydalanish mumkin. Bunday usullar astronom olimlar F.V. Argelandr (1799-1875), E.Ch. Pikkering (1846-1919), A.Neyland (1868-1936) va S.N. Blajko (1870-1956) tomonidan ishlab chiqilgan.

**a). Argelandr usuli.** Yorug‘ligi o‘zgaruvchan yulduzni  $v$  bilan belgilaylik va uning yaqin atrofida shunday yulduz ( $a$ ) tanlaymizki, ularning yorug‘ligi kuzatishlar boshida ( $t_0$ ) teng bo‘lsin, ya’ni  $a=v$ . Vaqt o‘tishi bilan  $v$  yulduzning yorug‘ligi o‘zgaradi:  $v$  yulduzning yorug‘ligi  $a$  nikidan zo‘rg  $a$  seziladigan bo‘lgan payt  $t_1$  da  $a1v$ , ya’ni o‘zgaruvchan yulduz  $a$  yulduzdan bir birlikka yorug‘lashdi deb yozib qo‘yamiz. Yana biroz vaqt o‘tgach,  $v$  ning yorug‘ligi  $a$  nikidan oshganligi yaqqol ayon bo‘lgach,  $t_2$  da  $a2v$  deb yozamiz, ya’ni,  $v$  yulduz  $a$  dan ikki pog‘ona yorug‘lashdi. Bunday kuzatishlarni  $v$  yulduzning yorug‘ligi  $a$  nikidan 4 pog‘ona oshguncha davom ettiramiz va yozib boramiz. Shundan keyin solishtirish uchun boshqa,  $a$  ga nisbatan yorug‘roq,  $b$  yulduz tanlaymiz va davom ettiramiz:  $t_5$  da  $b1v$ ,  $t_6$  da  $b2v$ ,  $t_7$  da  $b3v$  bo‘lsin. Endi solishtirish uchun yana ham yorug‘roq yulduz ( $s$ ) tanlaymiz va  $t_8$  da  $s1v$ ,  $s2v$ ,  $s3v$  tarzda davom etamiz. Bu o‘lhashlardan  $b-a=5$ ,  $s-b=4$  .... ekanligini topish mumkin. Agar  $a=0$  deb hisoblasak,  $b=5$ ,  $s=9$  va  $t$  vaqt momentida *anvmb* uchun  $v=a+\frac{(b-a)}{(n+m)}$  bo‘ladi.

**b). Pikkering usuli:** O‘zgaruvchan yulduz atrofida ikkita ( $a$  va  $b$ ) yulduz shunday tanlanadiki ulardan biri ( $a$ )  $v$  dan yorug‘ ikkinchisi ( $b$ ) esa xira bo‘lsin.  $a$  va  $b$  yulduzlarning yorug‘liklari ayirmasini xayolan 10 ta oraliqqa bo‘lamiz va shu oraliqda o‘zgaruvchan yulduz ( $v$ ) ning o‘rnini belgilaymiz. Masalan,  $t_0$  vaqt momentida  $v$  yulduz  $a$  dan uch birlik xira, biroq  $b$  dan 7 birlik yorug‘ bo‘lsin, ya’ni  $a3v7b$ . Boshqa  $t_1$  vaqtida  $a2v8b$ ,  $t_2$  vaqtida esa,  $a1v9b$  bo‘lsin. U holda,  $a$  va  $b$  yulduzlarning yorug‘ligi  $m_a$  va  $m_b$  bo‘lsa, yuqoridagi yozuvlarga asoslanib

$$t_0 \text{ da } m_v = m_a + \frac{3(m_b - m_a)}{10} \text{ yoki } m_v = m_b + \frac{7(m_a - m_b)}{10},$$

$$t_1 \text{ da } m_v = m_a + \frac{2(m_b - m_a)}{10} \text{ yoki } m_v = m_b + \frac{8(m_a - m_b)}{10}$$

va hokazo ifodalarni yozish va ular yordamida o'zgaruvchan yulduzning yorug'ligini hisoblash mumkin.

**s). Neyland-Blajko usuli:** Yuqorida ko'rilgan usullarning afzalliklaridan foydalilanadi va kamchiliklari bartaraf etiladi. Birinchi usulning kamchiligi  $v$  yulduz bitta yulduz bilan solishtiriladi bu uning kamchiligi, ikkinchi usulda ikki yulduz yorug'liliklari farqi xayolan o'nta bo'lakka bo'linadi. Buni yaxshi amalgga oshirish qiyin va xatoliklarga sababchi bo'лади. Neyland-Blajko usulida  $v$  yulduzning yorug'ligi ikkala yulduzni bilan bir vaqtning o'zida solishtiriladi va baholanadi. Bu yulduzlarning biri ( $a$ )  $v$  dan yorug', ikkinchisi ( $b$ ) esa xira bo'lishi kerak. Solishtirish yulduzlarining yulduziy kattaliklari yulduz jadvllaridan olinadi va o'zgaruvchan yulduzning yorug'ligi hisoblanadi.

Bu usullar yordamida yulduzning yorug'ligi  $\pm 0,1''$  dan oshmaydigan xatolik bilan o'lchanishi mumkin va ular o'zgaruvchan yulduzlar, meteorlar va kometalarning yorug'ligini baholashda qo'llaniladi.

**5.3.5. Vizual fotometrik yulduzlar jadvallari.** Yulduzlarning birinchi fotometrik jadvali meloddan oldin II asrda grek olimi Gippark tomnidan tuzilgan. Unda odam ko'zi yordamida yorug'ligi o'lchanigan 1000 dan ortiq yorug' yulduz ro'yxati berilgan. Bu jadvalda yulduzlar yorug'liliklari bo'yicha 5 ta yorug'lik guruhiiga ajratilganlar. Eng yorug' yulduzlar birinchi guruhg'a, eng xiralari esa, beshinchisi guruhg'a kiritilgan. Yulduzlarning ikkinchi jadvalini Mirzo Ulugbek boshliq Samarqand astronomlari XV asrda tuzganlar.

Teleskop ixtiro etilgandan keyin, astronomlar uni yulduzlarining yorug'ligini baholashga qo'llaydi. An'ana bo'yicha, yulduzlarining yorug'ligi yulduziy kattaliklarida ifodalananadi. XIX asrda Bonn (Germaniya) observatoriyasida 9''-kattalikkacha bo'lgan yulduzlarining yorug'ligi ko'z yordamida o'lchandi. XIX asrning 80-yillarda Potsdam (Germaniya) va Garvard (AQSh) observatoriyalarda yulduzlarning yorug'ligi vizual fotometr (polyarizatsion xiralatkich) yordamida o'lhash ishlari boshlanadi. XX asr boshiga kelib, yorug'ligi

6'',5 dan yorug' bo'lgan yulduzlarning 9110 tasini yulduz kattaligi Garvard, 7,5'' dan yorug' yulduzlarning 14199 tasiniki Potsdam observatoriyalarda o'lchandi va jadval sifatida chop etildi. Bu jadval-larning ichki xatosi yetarli darajada kichik ( $\pm 0,1''$ ) bo'lsada, ularning bir-biridan farqi katta ekanligi ma'lum bo'ldi. Bu kuzatuvchilar ko'zining sezgirlingiga, ularning tajribaliligiga va uslubiyatiga bog'liq. Bunday jadvallar subyektiv sabablar va xatolardan holi emas. Bu jihatdan fotografik va, ayniqsa, fotoelektrik usullar vizual usuldan ancha ustun turadi.

#### *5.4. Fotografik astrofotometriya*

**5.4.1. Yulduzlar osmonining negativ tasviri.** Yulduzning yorug'-ligini uning fotoplastinkaga tushirilgan tasviriga (negativdagi tasviriga) ko'ra aniqlash, fotografik astrofotometriyaning asosini tashkil etadi. Yulduz qancha yorug' bo'lsa, uning negativdagi tasviri shuncha qora bo'ladi. Demak, tasvirning qorayish darajasi yoki fotografik zichligi bilan yoritilganlik orasida bog'lanish mayjud. Bu bog'lanish negativning xarakteristik egri chizigi (XECh) da o'z ifodasini topadi. Agar negativning XECh ma'lum bo'lsa, uning yordamida tasvirning zichligiga ko'ra fotoplastinkada yulduz nuri hosil qilgan yoritilganlikni topish mumkin. Pogson formulasi esa, yoritilganliklar nisbatidan yulduziy kattaliklar ayirmasini topishga imkon beradi. Shunday qilib yoritqichning yorug'ligini aniqlash uchun negativning XECH ni topish zarur. Bu amal negativni **kolibrovka qilish va standartlash** deb ataladi.

**5.4.2. Negativni xarakteristik egri chizig'ini topish.** Fotometrialning XECh i, uning kontrast sezgirlingiga va ochilish sharoitiga bog'liq. Shuning uchun XECh ni topish maqsadida fotoplastinkaning bir qismiga yorug'ligi ma'lum bo'lgan, qolgan qismiga esa yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yoritqichlarning surati tushiriladi. Bu suratlar iloji boricha bir xil ekspozitsiya ( $E_t$ ) bilan olinishi zarur. Shundan keyin, fotoplastinkaga ishlov beriladi (u ochuvchi eritmaga solinadi, yuviladi, fiksajga solinadi va yana oqar suvda yuviladi).

Yorug'ligi ma'lum manba sifatida naychalardan iborat fotometr yoki pog'onali xiralatkich qo'llaniladi. Naychasimon fotometr kiring teshiklari har xil va chiqish teshiklari bir xil kattalidagi kesma konussimon naychalardan iborat. Uning chiqish teshiklari tomoni-

ga fotoplastinkaning bir cheti yopishtirib joylashtiriladi va kirish teshiklari tomonidan bir tekis yorug'lik tushiriladi. Shundan keyin, fotoplastinkaning qolgan qismiga yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yulduzlar osmonining teleskop fokusidan biroz chetroqdagi surati tushiriladi (fokal tekislikdagi yulduz tasviri nuqtasimon bo'ladi va negativdagi uning suratini o'lhashda xatoliklar vujudga kelishi mumkin). Naychasimon fotometrning tasviri yonma-yon joylashgan 10 tacha har xil qoralikdagi gardishchalar qatoridan iborat bo'ladi. Naychasimon fotometrning tasvirlarida yoritilganlik kirish teshiklarining radiusi kvadratiga (yuzasiga) proporsional bo'lgani uchun ikkita tasvirning yulduziy kattaliklari ayirmasi

$$m_1 - m_2 = 5(\lg r_2 - \lg r_1). \quad (5.6)$$

Bu yerda  $r_1$  va  $r_2$  – naychalarning kirish teshigi radiuslari ( $m_1 - m_2$ ) esa, ularga mos keladigan yulduziy kattaliklar ayirmasi. Tasvirlarning qoralik darajasi yoki fotografik zichligi ( $D$ ) maxsus asbob, mikrofotometr yordamida o'lchanadi.

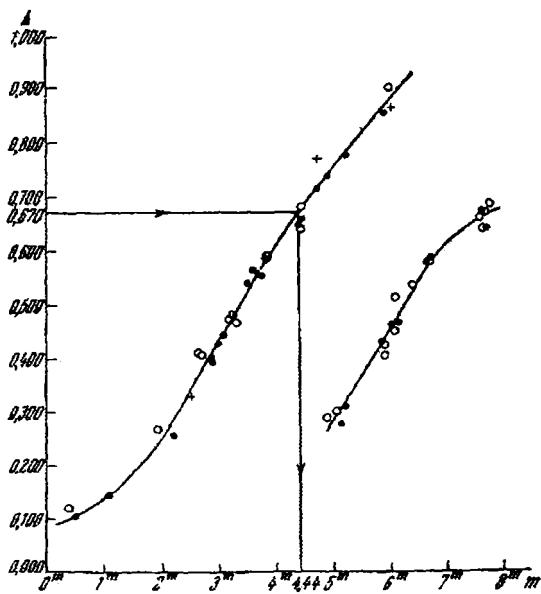
Mikrofotometrda o'zgarmas yorug'lik kuchiga ega bo'lgan maxsus pilliksimon elektr lampochka ( $L$ ) dan sochilayotgan nur dastasi yo'lliga negativdagi ( $P$ ) tasvir kiritiladi. Tasvirdan o'tgan nur fotoelement ( $Pe$ ) ga tushadi va unda tushayotgan nur intensivligiga mos tok kuchi ( $i$ ) hosil bo'ladi. Agar tasvirga tushayotgan nurning intensivligi  $I_0$  va undan o'tgan nurniki  $I$  bo'lsa tasvirning fotografik zichligi

$$D = \lg\left(\frac{I}{I_0}\right) = \lg\left(\frac{i - i_k}{i_0 - i_k}\right) \quad (5.7)$$

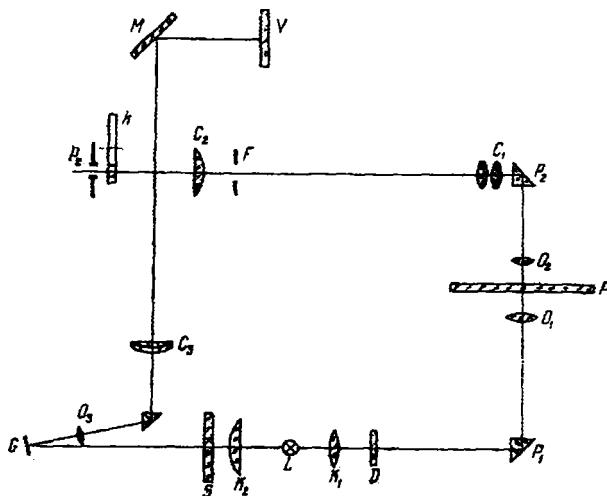
bu yerda  $i$ ,  $i_0$  va  $i_k$  – tasvirda, undan chetroqda (qoramagan joqda, fonda), negativning toza joyida va fotoelement bekitilganda milliampermetri ko'rsatishlari (tok kuchlari).

Naychasimon fotometrni har bir tasvirining zichligi ( $D_n$ ) o'lchanadi va ularga mos keladigan yulduziy kattaliklari  $m=5\cdot\lg r_n$  bo'lgani uchun, kirish teshigi radiusining logarifmi absissa o'qi bo'ylab unga mos keladigan zichlik  $D_n$  ordinata o'qi bo'ylab qo'yiladi. Hosil bo'lgan nuqtalar ( $D_n$ ,  $\lg r_n$ ) ni tutashtiruvchi chiziq kuzatishda ishlatilayotgan fotoplastinkaning XECh bo'ladi. Bu amallar fotoplastinkani **kolibrovkalash** deb ataladi. Endi uni standartlash zarur.

Negativni standartlash uchun yulduziy kattaligi ma'lum yulduz tasvirini yuqoridagi singari yo'l bilan o'lchab, tasvirning fotografik



**5.5-rasm.** Negativvning xarakteristik egri chizig'i.



**5.6-rasm.** Mikrofotometr.  $P$  – negativ,  $L$  – lampa,  $G$  – galvanometr,  $V$  – ekran,  $Pe$  – fotoelement.

zichligini topamiz va u bilan XECh ga kirib, absissa o'qida unga mos keladigan yulduziy kattalikni qo'yamiz. XECh standartlangandan so'ng yulduzlar tasvirini o'lhashga o'tiladi.

Mikrofotometrning fotometrik nur dastasi yo'liga birin-ketin yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yulduzlar kiritilib yuqoridaq o'lhashlar bajariladi. Har bir yulduz tasviri o'lchangandan (*i* galvanometri ko'rsatishi) keyin, tasvir yonidagi negativning oydin joyi (*i<sub>0</sub>*) va qorong'ilik toki (*i<sub>k</sub>*) o'lchanadi. Ularga asosan, yuqoridaq formula yordamida yulduz tasvirining fotografik zichligi  $D$  o'lchanadi. XECh dan o'lchangan  $D$  ga mos keladigan yulduziy kattalik ( $m$ ) topiladi.

XECh ni kolibrovka qilish va standartlashni bir vaqtida bajarish mumkin, agar osmonda yulduziy kattaligi ma'lum har xil yorug'likdagi yulduzlar to'dasi, ya'ni kichik maydonchaga joylashgan va bir yo'la suratga olish mumkin bo'lgan to'da bo'lsa. Bu holda, yulduziy kattaligi ma'lum yulduzlar tasvirining zichligini o'lchab, negativning XECh ni tuzamiz: absissa o'qi bo'ylab yulduziy kattaliklar ( $m<sub>n</sub>$ ), ordinata o'qi bo'ylab esa, ularga mos yulduzlar tasvirining zichligi ( $D<sub>n</sub>$ ) qo'yiladi va nuqtalar ( $m<sub>n</sub>, D<sub>n</sub>$ ) dan o'tadigan egri chiziqning formulasi eng kichik kvadratik chetlanishlar usuliga asoslanib topiladi. Bu formula yoki u tasvirlaydigan egri chiziq, negativning XECh i bo'ladi va undan foydalanib yorug'ligi noma'lum yulduzlar tasvirining zichligiga asosan, ularning yulduziy kattaligini topish mumkin. Demak, bu usulni qo'llash uchun, osmonda har xil yulduziy kattalikka ega va yorug'ligini o'zgartirmaydigan va yorug'ligi aniq o'lchangan yulduzlar to'dasi bo'lishi zarur. Bunday to'dalar tanlangan va ular **fotometrik standartlar** deb ataladi.

**5.4.3. Fotometrik standartlar.** Bunday standart sifatida tarqoq yulduz to'dalari tanlanishi mumkin. Masalan, Hulkar nomli yulduzlar to'dasidan shu maqsadda foydalaniladi. Biroq, Hulkar tungi osmonda hamma vaqt ham ko'rnavermaydi (Quyoshning yillik ko'rinma harakati tufayli, u ma'lum vaqt davomida, kunduzgi osmonda bo'ladi). Buning uchun, tungi osmonda har kecha ko'rnatidigan yulduzlar to'dasi bo'lishi zarur. XX asrning 20-yillardida olamning shimoliy qutbi atrofida joylashgan 96 ta yulduzlar majmuasi (ular Shimoliy Qutbiy Qator (ShQQ) deb ataladi) bosh standart sifatida qabul qilindi. Bu yulduzlarning yorug'ligi (2,55<sup>m</sup> dan to 20,10<sup>m</sup> gacha oraliqni egallaydi) ko'pchilik observatoriylar ishtirokida yax-

shilab tekshirildi va fotografik yulduziy kattaligi ( $m_{pg}$ ) o'lchandi. Keyinchalik bajarilgan o'lhashlar, ana shu bosh standartga asoslanib bajarila boshlandi. ShQQ yulduzlari orasida qizil, sariq, oq yulduzlar bo'lib, ularning 79 tasini fotovizual kattaligi ( $m_{pv}$ ) ham o'lchangan. Bu yulduzlarning yulduziy kattaliklari fotometrik standartlarning xalqaro tizimini tashkil etadi va ular  $IP_x$  (xalqaro fotografik) va  $IP_y$  (xalqaro fotovizual) bilan belgilanadi. Bu tizimning xatosi  $\pm 0,02''$  dan oshmaydi. Biroq, keyinchalik bajarilgan fotoelektrik o'lhashlar tizim faqat  $6''$  dan  $15''$  gacha oraliqda yetarli aniqlik berishi mumkinligini ko'rsatdi. Yorug' yulduzlarda xatolik katta ( $0,19''$  gacha) ekanligi ma'lum bo'ldi. Bu xatolik qo'llanilgan fotoplastinka naviga va teleskopga bog'liqligi aniqlandi.

Shunday qilib, fotografik fotometrik ishlar bir necha bosqichdan iborat: yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yulduzlar surati tushirilgan fotoplastinkaning bir chetiga ShQQ ni surati tushiriladi va shundan keyin fotoplastinka ochuvchi eritmaga tushirib ochiladi. Maxsus fotometr, u iris fotometr deb ataladi, uning yordamida yulduzlar tasviri o'lchanadi. ShQQ yulduzları bo'yicha negativning XECh topiladi va uning yordamida yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yulduzlarning yulduziy kattaliklari topiladi. Qutbiy qatorni suratga tushirish davomida teleskopning ko'rish maydonining aylanishi yulduzlar tasviri sifatini biroz buzadi. Bu kamchilik boshqa standartlar tuzishga majbur qildi. Shunday standartlardan biri Kop-teyn maydonchalaridir. Ular osmonning shimoliy qutbidan janubiy qutbigacha bir tekis joylashgan, diametri 15 yoy minutiga teng 206 ta maydonchalardir. Bu maydonchalardagi, yorug'ligi  $16''$  gacha bo'lgan, 250 ming yulduzning fotografik yulduziy kattaligi ( $m_{pg}$ ) o'lchandi. Aniqligi yuqori fotografik ( $m_{pg} \leq 16''$ ) va fotovizual ( $m_{pv} \leq 12''$ ) standartlar Hulkar va Yasli nomli yulduz to'dalari bo'yicha tuzilgan.

## Savollar

- 1). Astrofotometriyaning asosiy vazifasi nimalardan iborat?
- 2). Nega osmon yoritqichlarining yorug'ligi Yer atmosferasida kuchsizlanadi va kuchsizlanish miqdori nimalarga bog'liq?
- 3). Yorug'likni Yer atmosferasida kuchsizlanishi qanday o'lchanadi?

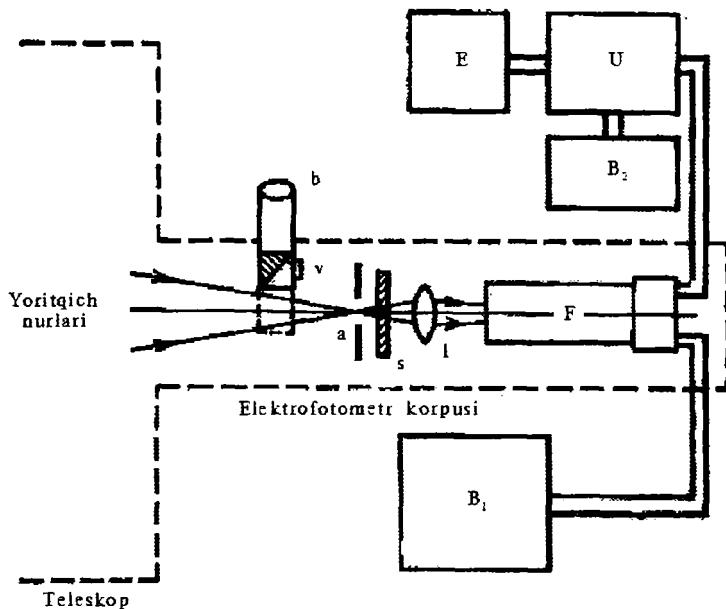
- 4). Yer atmosferasida yoruglikni yutilishi va sochilishi nimalarga olib keladi?
- 5). Nega radiodarchaning kengligi biroz kengayib va torayib turadi?
- 6). Linzali obyektivlarda nurni yutilishi qancha va u to‘lqin uzunlik bilan qanday bog’langan?
- 7). Nega linzali obyektivlar oydinlashtiriladi?
- 8). Vizual fotometrik o‘lhashlar qanday prinsipga asoslanganlar?
- 9). Qurollanmagan ko‘z yordamida baholash usullari va ularning xatosi?
- 10). Vizual fotometrik jadvallar to‘g’risida nima bilasiz?
- 11). Negativni xarakteristik egri chizigi nima uchun kerak va u qanday topiladi?
- 12). Negativni kolibrovka qilish va standartlash nima?
- 13). Qanday fotometrik standartlarni bilasiz va ularning kamchiliklari?

### *5.5. Elektrofotometriya*

**5.5.1. Fotoelektrik o‘lhash principi va usullari.** Nur ta’sirida metalldan elektron (fotoelektron) ajratish va uni elektr (magnit) maydonda harakatini boshqarish shu darajada mukammallikka yetdiki, natijada fotoelektrik fotometriya aniqligi bo‘yicha tengi yo‘q usulga aylandi. Hozirgi zamon astronomiyasida fotoelektrik o‘lhash eng aniq va asosiy fotometrik usul hisoblanadi. Fotografik usul ko‘plab yulduzlarni bir yo‘lakay suratga tushirishga va o‘lhashga imkon berса, fotoelektrik usul yulduzlarni alohida-alohida o‘lhashni taqozo etadi va ko‘p mehnat talab qiladi.

Astrofotometrik o‘lhashlar yulduz elektrofotometri yordamida bajariladi. Yulduz elektrofotometri fotoelektron ko‘paytkich (FEK) asosida yasaladi. Bunday elektrofotometrining ikki xili mavjud: biri oniy taassurotga asoslangan bo‘lsa, ikkinchisi yulduzdan kelayotgan fotonlarni sanashga, ya’ni taassurot yig‘ishga asoslangan. Birinchi xil elektrofotometr ko‘z singari ishlaydi va asosan yorug‘ yulduzlarning yorug‘ligini o‘lhashda qo‘llaniladi, ikkinchi xili esa, o‘ta xira yulduzlarni qayd qilishda qo‘llaniladi. Ikkala holda ham FEK ni fotokatodiga yulduzning tasviri emas, balki undan kelayotgan va teleskop obyektiyi yordamida yig‘ilgan nurlanish oqimi tushiriladi va o‘chanadi. Fotokatod teleskopning chiqish qorachig‘iga shunday

o'rnatiladiki, yulduzning obyektiv (bosh ko'zgu) dan o'tgan barcha nurlari fotokatodning nur sezuvchi yuziga tushadi, fotokatod yuziga teleskopning ( $D/d$ )<sup>2</sup> marta kichraytirilgan, demak yoritilganligi shuncha marta kuchaytirilgan kirish teshigi (obyektiv) tasviri tushiriladi. Bu yerda:  $D$  – obyektiv,  $d$  – katod diametrlari. Shunday qilib, elektrofotometr yulduz nuri yoritib turgan teleskopning kirish teshigi yoritilganligini o'lchaydi.



**5.7-rasm.** Teleskopda yig'ilgan nurni Barlou linzasi ( $L$ ) va FEK ( $\Phi$ ) ga tushishi.

Ma'lumki, yulduziy kattaliklar ayirmasini o'lchashda nurlanish oqimlari ( $F$ ) nisbati yoritilganliklar ( $E$ ) nisbatiga, u esa, elektrofotometrda hosil bo'lgan fototoklar ( $i$ ) nisbatiga teng, ya'ni

$$m_2 - m_1 = 2.5 \lg(E_1 / E_2) = 2.5 \lg(F_1 / F_2) = 2.5 \lg\left(\frac{i_1 - i_q}{i_2 - i_q}\right). \quad (5.8)$$

Bu yerda  $i_q$  – elektrofotometr zanjirida qorong'ilik toki,  $F$ ,  $E$  va  $i$  ning indekslari birinchi va ikkinchi yulduzlarga tegishli bo'ladi. Yuqo-

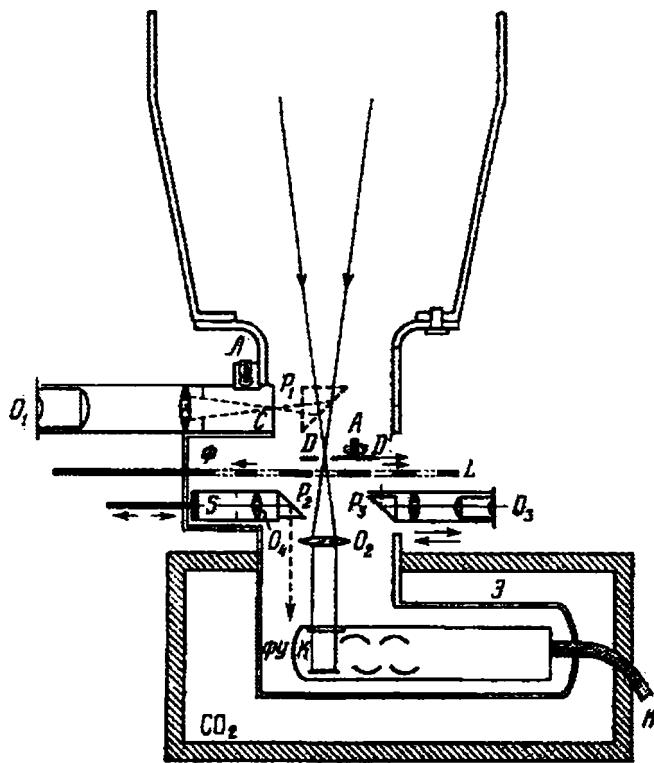
rida aytigandek, elektrofotometr yulduz tasviri hosil qilgan yoritilganlikni emas, balki yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimini o'chaydi. Buning sababi, agar tasvirning yoritilganligi o'chchanganda, yulduz tasviri fotokatodni kichik bir qismiga tushar edi va bu yerda uning sezgirligi boshqa joydagidan, masalan, solishtiriladigan yulduz tasviri tushadigan joydagidan farq qilishi mumkin. Natijada hisobga olib bo'lmaydigan xatoliklar paydo bo'ladi. Yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimi fotokatodning nur sezuvchi yuzasini to'la egallaydi va yorug'ligi aniqlanadigan va solishtiriladigan yulduzlar uchun bir xil o'chash sharoiti ta'minlanadi va o'chashda fotokatodning nur sezuvchi qatlami to'la ishlaydi. Bunday fotometr nuqtasimon manba (yulduz) ni sirti ko'rindigan manba bilan solishtirib o'chashga imkon beradi.

Elektrofotometrik o'chashlar fotografik fotometriyadagi o'chashlar singari, osmon sahni (foni) ga nisbatan bajariladi. Dastlab tekshirilayotgan yulduz yaqinidagi osmonning yorug'ligi, keyin esa, yulduzni va yana osmonniki o'chanadi. Bunday o'chashlar ko'p marta takrorlanishi kerak va ularni o'rtachasi olinadi. Ular ko'p vaqt va mehnat talab qiladi. Bu kamchilik, bir yo'la ikkita FEK qo'llash yo'li bilan qisman bartaraf etiladi. Bu FEK larning sezgirligi bir xil va stabil (muqim) bo'lishi talab etiladi. Bunga qaramasdan, elektrofotometrik o'chashlar sermashaqqatligicha qolib kelmoqda va yulduzlarni yakka-yakkalab o'chashni taqozo etadi. Bu jihatdan CCD detektorlarga asoslangan fotometrlar talay afzallikkarga ega.

**5.5.2. Yulduz elektrofotometrinining tuzilishi va ishlashi.** Yulduz elektrofotometri (YuE) fotoelektron ko'paytkich (FEK) asosida yig'iladi va teleskopning bosh fokusiga o'rnatiladi. Yuqorida ta'kidlaganimizdek, YuE yulduzlarni alohida-alohida o'chashga mo'ljallangan asbob bo'lib, u yulduzdan kelayotgan nurlanish oqими ni o'chaydi. Shuning uchun yorug'ligi o'chanishi kerak bo'lgan yulduz boshqa yulduzlardan ajratilishi va aynan shu yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimi fotokatodga tushirilishi kerak. Buning uchun teleskopning fokal tekisligiga, fotometri ko'rish maydonini chegaralovchi kichik ( $d$ ) teshikli aylanuvchi diafragma ( $D$ ) o'rnatiladi. Diafragmadan o'tgan yulduz nuri rangli shishalardan tuzilgan nur saralagichlar ( $\Phi$ ) orqali o'tib  $O_2$  linzaga tushadi. Maydon (Fabri) linzasi deb ataluvchi bu linzaning oldingi fokal tekisligi teleskopning fokal tekisligi bilan ustma-ust tushirilgan va undan o'tgan nurlar

parallel holda katodga tushadi. Ya'ni, katod teleskopning chiqish qorachig'iga joylashtirilgan.

Yulduz tasvirini diafragma  $D$  orqali o'tishi, yulduz nuri yo'lliga kiritiladigan va chiqarib qo'yiladigan prizma  $P_1$  va oldiga iplar tortilgan linza  $O_1$  orqali nazorat qilib turiladi. Prizma  $P_1$  yulduzlar osmoni tasvirini yon tomonga chiqarib beradi va u  $O_1$  okulyar orqali ko'rindi. Bu nazorat tizimi shunday joylashtiriladi, iplar kesishgan nuqta diafragma teshigiga ( $d$ ) mos kelsin va tekshirilayotgan yulduz iplar kesishgan joyga keltirilgach, bu nazorat tizimi orqaga



**5.8-rasm.** Yulduz elektrofotometrining sxemasi. Teleskopdan kelayotgan (yuqorida) nurlar diafragma ( $D$ ) orqali o'tgach maydon linzasiga ( $O_2$ ) tushadi va undan parallel nur dastasiga aylanib chiqadi va FEK ning ( $\Phi Y$ ) katodiga ( $K$ ) tushadi.

tortib qo'yiladi va yulduz nuri diafragmaning kichik teshigi ( $d$ ) orqali o'tib  $O_2$  linzaga va undan chiqayotgan va obyektivda yig'ilgan parallel nurlar dastasi fotokatodga ( $K$ ) tushadi. Tekshirilayotgan yulduz diafragma teshigi  $d$  markazida bo'lishi kerak va bu yulduz nuri yo'liga kiritiladigan  $P_3$  prizma va  $O_3$  okulyar orqali nazorat qilib turiladi.

FEK ( $CO_2$  bilan to'ldirilgan balloon ichda) ni sezgirligini nazorat qilib turish maqsadida, lyuminafor (radioaktiv etalon) qo'llaniladi. Etalon nuri  $O_4$  linza va  $P_2$  prizma yordamida (ular yaxlit optik tizim sifatida yasalgan va maydon linzasi ( $O_2$ ) oldiga kiritilishi mumkin) fotokatodga vaqt-i vaqt bilan tushiriladi va o'lchash asbobining ko'rsatishi yozib boriladi. Lyuminafor qat'iy o'zgarmas yorug'lik manbaidir va unga mos kelgan yozuvlar fotometr ko'rsatishlarini tuzatishga imkon beradi.

O'lchashlar davomida FEK suyuq azot (yoki  $CO_2$ ) bilan to'ldirilgan quti ichiga solinadi. Bu sovitish tadbiri FEK ni qorong'ilik tokini (shovqinni) kamaytirish maqsadida qo'llaniladi. FEK da foydali fototok (signal) ning ( $S$ ) shovqinga ( $N$ ) nisbati o'rttacha ( $10^3$ - $10^5$ ) ko'paytirishlarda yaxshi qiymatga ega bo'ladi.

$$S/N = \sqrt{n_0 \tau} \text{ va } \delta = \frac{1}{\sqrt{n_0 \tau}}, \quad (5.9)$$

bu yerda  $n_0$  – vaqt birligida fotoelektronlar soni;  $\tau$  – o'lchashlar vaqlari yig'indisi;  $S/N$  – signalni shovqinga nisbati;  $\delta$  – signallarning nisbiy tebranishi (fluktuatsiyasi). Ikki xil kuchaytirgich qo'llaniladi: o'zgarmas va o'zgaruvchan toklarni kuchaytirgichlar.

**a) O'zgarmas tokni kuchaytirgichi.** Ikki tranzistorli (lampali) kuchaytirgich tranzistorlarining biri bazisiga (to'riga) qarshilik orqali FEK da hosil bo'lgan tok beriladi. Kuchaytirgich Uinston ko'prigi sifatida yasaladi va fototok yo'q paytida muvozanatda bo'ladi. Fototok yuklama qarshilik orqali tranzistor (lampa) lar bazislari (to'rlar) da har xil potensiallar ayirmasi hosil qiladi.

Tranzistor (lampa) larda har xil anod toki hosil bo'ladi. Ko'prikda muvozanat buziladi, galvanometr ( $G$ ) ko'rsatishi noldan chetlashadi va uning ko'rsatishi fototokning qiymatiga, u orqali esa, yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimiga bog'liq. Ko'prikda hosil bo'lgan muvozanat holdan chetlanish o'zi yozuvchi asbob (magnitafon) yordamida yozib olinadi.

Kuchaytirgichning ishlashi nihoyatda stabil bo'lishi zarur. Fototok keng diapozonda o'zgarganda kuchaytirgichdan chiqayotgan tok bilan fototok orasidagi bog'lanish chiziqiy xususiyatga ega bo'lishi shart. Kuchaytirgichda hosil bo'ladigan tok fluktuatsiyalari FEK dagi fototok fluktuatsiyalaridan kam bo'lishi zarur. (5.9) ga ko'ra, foydali signalni shovqinga nisbati  $N/S$  kuchaytirgichning vaqt doimiysi ( $\tau$ ) ga va fotoelektronlar soni ( $n_0$ ) ga proporsionaldir. Vaqt doimiysi qancha katta bo'lsa foydali signal shuncha kuchli bo'ladi. Biroq, juda katta vaqt doimiysisiga ega kuchaytirgich o'lchashlar vaqtini uzaytirib yuboradi.

Odatda, kuzatishlar vaqtidan chiqqan holda, optimal vaqt doimiysisiga ega variant qo'llaniladi. Uzoq davom etadigan fotometrik o'lchashlar FEK ni charchashiga va kuchaytirgich nulini asta-sekin siljishiga olib kelishi mumkin. Bu nuqtai-nazardan o'zgaruvchan tokni kuchaytirgich afzallikka ega.

**b). O'zgaruvchan tokni kuchaytirgich.** Bunday kuchaytirgichni qo'llash uchun fototokni o'zgaruvchan tokka aylantirish zarur. Buning uchun, yuqorida ko'rilgan yulduz elektrofotometriga (5.8-rasm) modulyatsiyalangan nurlanish oqimini tushirish kerak bo'ladi. Bu ish, masalan, yulduz nuri yo'liga qatiy davr bilan tez aylanuvchi ochiq sektor shakldagi kesmaga ega disk (A) kiritish yo'li bilan amalga oshirilishi mumkin. Aylanuvchi disk nur oqimini uzib-uzib beradi, fototok impulslar shaklida hosil bo'ladi. Kuchaytirgich diskning aylanish chastotasiga mos ravishda, iloji boricha tor o'tkazish polosali qilib yasaladi. Hosil bo'lgan o'zgaruvchan fototok yuklama qarshilik orqali tranzistor bazisida (elektron lampa to'rida) o'zgaruvchan kuchlanish hosil qiladi.

**5.5.3. Foton sanoqchi.** O'ta xira manba (yulduz) lar yorug'ligini o'lchashda yuqorida ko'rilgan fotometr yaramaydi. Bunday hollar da fotoelektronlar oqimi (fototok) ni emas, balki alohida-alohida fotoelektronlarni sanashga to'g'ri keladi. Chunki o'ta xira manbalar o'lchash mumkin bo'lgan darajada kuchli tok bera olmaydi. Ular onda-sonda fotoelektron beradi. Bu fotoelektron FEK da  $\approx 10^6$  elektronidan iborat impuls beradi. Hosil bo'lgan impuls dastlabki kuchlantirgichdan o'tgach, kabel orqali impuls yasovchi va asosiy kuchlantirgichga uzatiladi. Asosiy kuchlantirgichda impuls qisqa mudatli ( $10^{-6}$  sek.) chaqnashga aylanadi. Bunday chaqnashlar ajratgichga va saralagichga (ma'lum qiymatdan past amplitudadagilarni o'tkazmaydi) va undan sanoqchiga yuboriladi va unda sanaladi.

Diametri 5 m li teleskop 23<sup>m</sup> kattalikdagi yulduz nurini foton sanoqchi yordamida o'chaganda, har sekundda 40 ta osmon sahni-ga 4 ta qorong'ilik (katod bekilganda) va bitta yulduzga tegishli impuls beradi. Bunday sharoitda yulduz nurini ajratish uchun 4000 s davomida foton sanash kerak bo'ladi. Yulduzdan kelayotgan fotonlarni osmon fotonlaridan ajratish uchun 100 s yulduzdan va keyin 100 s yulduzsiz toza osmondan, keyin yana 100 s yulduzdan va hokazo, shu tartibda ketma-ket bir necha marta foton sanash kerak bo'ladi. Bunday o'chashlar ikki marta ko'p vaqt talab qiladi. Agar yulduzdan osmonga va yana yulduzga o'tishlar uchun ketadigan vaqt-larni hisobga olsak, o'chashlar uchun sarf bo'ladigan vaqt bir necha soatga yetadi. Ya'ni, bitta yulduz yorug'ligini o'chash uchun bir kecha ketadi. Biroq, yetarli darajada yorug' yulduzlardan fotonlar oqimini o'chashda foton sanoqchi yaxshi natijalar beradi. Bunday yoritqichlardan foton oqimi bir mikro sekundda bittadan oshmasligi kerak, aks holda, sanoqchi ulgura olmasligi mumkin. Bunday hollarda fotometr oldiga nur to'sqich qo'yiladi.

Hozirgi zamonda, osmon yoritqichlari yorug'ligini o'chashda CCD kameralar qo'llanilmoqda. Bunday fotometrlar, birinchidan, fotoplastinka singari nurlanishni yig'ish xususiyatiga ega, ikkinchidan, unda yulduz va osmon sahni bir vaqtning o'zida o'chanadi, shuning uchun yulduzni osmon sahnida ajratish oson.

#### **5.5.4. Ko'p rangli elektrofotometrik tizmlar.**

a). Uch rangli UVB tizim. Fotografik fotometrik o'chashlarda xalqaro fotografik yulduziy kattaliklar (IPg) ning xatosi katta ekanligi yuqorida ta'kidlab o'tilgan edi. Bu xato yulduzlar nurining ultrabinafscha qismi har xil intensivlikka ega ekanligi va fotometrlarning bu nurlarga sezgirligi har xilligi bilan bog'liqligi ma'lum bo'lgach, fotoelektrik fotometrik (FF) tizimlar yaratishga kirishildi. 1953-yilda U. Morgan (1906-1986) X. Jonson (1921) va D. Xerris bilan birgalikda FF standart tuzishda qisqa ( $\lambda < 380 \text{ nm}$ ) to'lqinli diapozonni chiqarib tashlashni taklif etdi va ko'k yulduz kattaligini ( $B$ ) kiritdi. Asosiy FF standart sifatida fotovizual yulduziy kattalik ( $V$ ) qabul qilindi. U xalqaro IPv dan biroz farq qiladi.

$$V = IP_v + 0,000^m + 0,002^m \cdot (B - V). \quad (5.10)$$

bu yerda ( $B - V$ ) yulduzning rang ko'rsatkichi va u yulduzni ikki xil  $B$  va  $V$  ranglarda o'lchanagan yulduziy kattaliklari ayirmasiga bog'liq

bo'ladi. Bundan keyin, ma'lum ranglarda o'lchangan yulduziy kattaliklarini shu rang belgisi bilan beramiz. Masalan,  $V$  yulduzning yashil,  $B$  esa, ko'k rangda yulduziy kattaligini ifodalaydi. Jonson, Morgan va Xarris xalqaro tizim ( $IPg$  va  $IPv$ ) ga kiritilgan rang ko'rsatkichi shkalasi boshini belgilash shartini qabul qildilar. Unga ko'ra oq yulduzlar uchun rang ko'rsatkichi  $C=B-V=0$  deb qabul qilingan (xalqaro tizmda  $C=IPg-IPv$ ).

Yulduzlarning ultrabinafsha nurlanishi alohida ahamiyat kasb etadi, shuning uchun, yulduzlarning bu nurlarda yorug'ligi ultrabinafsha yulduziy kattalik ( $U$ ) bilan belgilandi va oq ( $A_0$  spektral sinfi) yulduzlar uchun ultrabinafsha rang ko'rsatkichi ham  $U-B=0$  degan shart kiritildi. Natijada UVB fotoelektrik fotometrik tizim yaratildi. Jonson, Morgan va Xarris  $U$  ni o'lhash uchun surma-seziy katodga ega I-P-21 markali FEK bilan birgalikda Corning 9863,  $B$  ni o'lhash uchun - Schott GG 13 va  $V$  uchun - Schott GG 11 markali nur saralagichlar qo'lladilar (Corning va Schott rangli shisha zavodlari). Natijada UVB tizim yulduziy kattaliklari quyidagi effektiv to'lqin uzunlik ( $\lambda_c$ ) ka va o'tkazish polosasi ( $\Delta\lambda$ ) ga ega bo'ldi:

#### 5.4-jadval

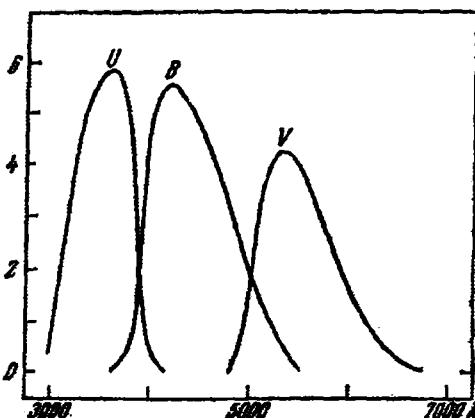
#### Uch rangli fotometrik tizim

	U		B		V
$\lambda_c, nm$	350		430		550
$\Delta\lambda, nm$	60		95		140

Bu tizim quyidagi tartibda qo'llaniladi: fotometr yordamida yulduzning  $V$  kattaligi, ko'k ( $B-V$ ) va ultrabinafsha ( $U-B$ ) rang ko'rsatkichlari o'lchanadi. Ularga asoslanib  $B$  va  $U$  topiladi:

$$B=V+(B-V) \text{ va } U=B+(U-B). \quad (5.11)$$

Hozirgi zamonda UVB yulduziy kattaliklar tizimi keng qo'llaniladi. Bu tizimda standart sifatida, asosan, shimoliy osmonda joylashgan 400 dan ortiq yulduz qo'llaniladi. Ular orasida yorug' yulduzlar bilan birgalikda  $V=15,90''$  gacha bo'lgan xira yulduzlar ham bor. Bu tizimda birinchi darajali ko'plab standart yulduzlar Hulkar, Giadlar va Yasli nomli tarqoq yulduz to'dalarida tanlangan va o'lchangan.



**5.10-rasm.** Uch rangli fotometrik tizmda tanlangan spektral o'tkazish sohalari. Egrilar ustida yulduziy kattaliklar (*U*, *B*, *V*) belgilari qo'yilgan.

Fotoelektron ko'paytgich FEK-106 o'rnatilgan fotometr bilan o'lchashlar bajarilganda yulduzning B kattaligini olish uchun rangli shishalar  $YG10+BG5+BGG21$  dan iborat, *V* ni olish uchun esa,  $YG18+BGG21$  nur saralagich ishlataladi. *UBV* yulduziy kattaliklarini fotografik usul bilan ham o'lhash mumkin. Bunda *U* ni aniqlash uchun yulduzning tasviri sezgirlashtirilmagan fotoplastinkaga *UFG6* rangli shisha, *B*-uchun esa, *BC8* orqali va *V* ni aniqlash uchun esa, panxramatik fotoplastinkaga  $YG18+BGG21$  orqali tushiriladi va tasvirlar iris fotometr yordamida o'lchanadi.

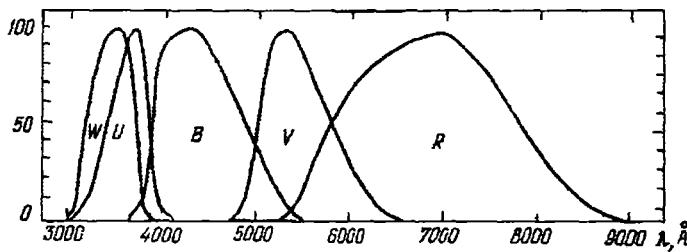
Ko'p rangli elektrofotometrik o'lhash natijalari yulduzning tutash spektrida energiyani taqsimlanishini baholashga qaratilgan, shuning uchun bunday o'lhash metodik jihatdan nihoyatda puxta ishlab chiqilgan bo'lishi kerak. Birinchidan, o'lhash uchun tanlangan spektr sohalari tutash spektrga to'g'ri kelishi kerak. Tutash spektrga ega nurlanish yulduz atmosferasining eng ichki qatlamlaridan chiqadi va o'lhash uchun spektral soha tanlashda, unga atmosferaning yuqori qatlamlari ta'siri minimal bo'lgan joylar rang saralagichlar yordamida ajratib olinishi kerak. Masalan, *U* rang saralagichning maksimumi  $350\text{ nm}$  va uning yaqinida Balmer seriyasi ( $364,6\text{ nm}$ ) chegarasi joylashgan. Vodorod atomlarini bog'liqdan ozodga o'tishlari Balmer kontinuumda, ya'ni  $\lambda < 364,6\text{ nm}$  da, nurlniash sifatida atmosferadan sochiladi. Har xil yulduzlarda Balmer

kontinuumi har xil bo'ladi va ayrim hollarda u keskin farq qilishi mumkin.

Ikkinchidan, nur saralagichlar faqat tanlangan spektral soha nurini o'tkazishi kerak. Rangli shisha bir necha o'tkazish sohaga ega bo'lishi mumkin. Masalan, UFG-2 (yoki Korning 9863) ikkita sohani, ya-qin ultrabinafsha ( $300\text{-}400\text{ nm}$ ) va to'q qizil ( $700\text{-}800\text{ nm}$ ) ranglari o'tkazadi. To'q qizil sohani o'tkazishi juda past (nisbiy 10%) bo'lsada, aniq fotometrik o'chashlarni ta'minlash uchun uni hisobga olish zarur. Jonson va Morgan yulduzlarning U rangda yulduziy kataligini o'chashda Korning 9863 rangli shisha qo'llaganlar va 1R-21 markali FEK to'q qizil nurlarni sezmaydi deb hisoblaganlar. Keyinchalik oxirgi xulosa noto'g'riliqi aniqlandi.

Uch rangli fotometriya bo'yicha komp'yuterda laboratoriya ishi Gettsburg (AQSh) universiteti olimlari tomonidan tayorlangan. Uni internet orqali [www.gettsburg.edu/CLEA](http://www.gettsburg.edu/CLEA) web sahifadan olish mumkin. Astronomiyadan zamonaviy laboratoriya ishlari (CLEA – Contemporal Laboratory Exercises on Astronomy) deb nomlangan bu dasturiy mahsulotda Hulkar to'dasi yulduzlarini yorug'ligini  $U$ ,  $B$ ,  $V$  ranglarda o'chash va tekshirish mumkin.

**b). To'rt rangli WBVR tizim.** U rang saralagichning Balmer kontinuumi bilan bog'liq yuqorida ko'rsatilgan kamchiligini barta-rat etish maqsadida V. Strayjis (Estoniya) yangi ultrabinafsha  $W$  rang taklif etdi.



**5.11-rasm.** Besh rangli ( $W$ ,  $U$ ,  $B$ ,  $V$ ,  $R$ ) tizimning spektral o'tkazish sohalarini ajratilishi. Absissa o'qi bo'ylab to'lqin uzunliklari ( $\lambda$ ).

Bu yangi rang sohaning maksimumi qisqa to'lqinlar tomon biroz siljigan. Strayjis taklifi asosida Moskva davlat universiteti Astronomiya instituti (GAISh) olimlari to'rt rangli WBVR elektrofotometriyani

yo'lga qo'ydilar va muvafaqqiyatli ishlatmoqdalar. Bu tizimda astronomik amaliyotda keng qo'llaniladigan fotoelektron ko'paytich FEK-79 va ranglarni ajratish uchun quyida keltirilgan turli xil rangli optik shishalardan tayyorlangan «qatlama» nur saralagichlar qo'l-laniladi:

*W* ni o'lhash uchun

- UFG-2 (3 mm) + BG-5 (1,5 mm) +  
+ CuSO<sub>4</sub> (2 mm) + silikon.

*B* ni o'lhash uchun

- BG-5 (2 mm) + YG-10 (2 mm) +  
+ BGG-21 (1,7 mm).

*V* ni o'lhash uchun

- YG-18 (3 mm) + BGG-21 (1,7 mm).

*R* ni o'lhash uchun

- RG-14 (5 mm) + ko'p ishqorli  
katod.

Bu yerda BGG-ultrabinafsha, BG-purpur (qirmizi), BG-ko'k, YG-sariq, BYG-ko'k-sariq, RG-qizil rangli optik shishalar, qavs ichida ularning qalinligi.

Bu rangli shishalarning o'tkazish koeffitsientlari FEK ning sez-girligi bilan yuqorida rasmida berilgan. UFG-2 rangli shishaning to'q qizildagi maksimumini mis-sulfididan tayyorlangan CuSO<sub>4</sub> saralagich bartaraf etadi.

### 5.5-jadval

#### To'rt rangli fotometrik tizim

Ranglar	$\lambda_{max}$ nm	$\Delta\lambda$ , nm	O'tkazishi, %	Chegaralari, nm
W	350	53	45	306-397
B	435	90	47	371-535
V	530	81	55	490-680
R	660	107	55	613-883

Jadvalda GAISh da qo'llaniladigan to'rt rangli fotometrik tizim ko'rsatkichlari keltirilgan: birinchi ustunda ranglar, ikkinchida – o'tkazish maksimumi, uchinchida – yarim o'tkazish soha kenligi, to'rtinchida – o'tkazish miqdori foizlarda, beshinchida – soha chegaralari. O'tkazish soha chegaralari temperaturaga bog'liq ravishda siljiydi: temperatura 0°C ga oshganda u qizilga tomon 0,1 nm ga siljishi aniqlangan.

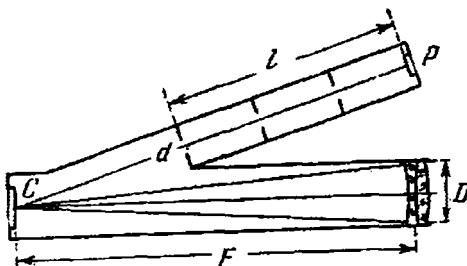
Shuningdek, olti rangli va hokazo, fotometrik tizimlar ishlab chiqilgan va qo'llaniladi. Bu ko'p rangli tizimlarga, keyinroq, kolorimetriyaga bag'ishlangan paragrafda qaytamiz.

### 5.6. Quyosh va Oyning yorug'ligini o'lchash

Quyosh va Oyning to'la yorug'ligini o'lchash uchun, ularning yorug'ligini ko'plab marta (aniq miqdorga), yulduz yorug'ligi darajasigacha tushguncha, kamaytirishga to'g'ri keladi. Bu ishni nurni qayta sochish darajasi (albedosi) ma'lum bo'lgan ortotrop ekranida, ular tasvirini kuzatish yo'li bilan bajarish mumkin. Quyosh gardishi markazining ravshanligi  $B_0$  bo'lsa, teleskopning fokal tekisligida tasvirning ravshanligi  $qB_0$  bo'ladi. Tasvir obyekt (mas. Quyosh) dan  $F/R$  marta kichik ( $R$  – obyektgacha masofa). Obyekt sirtingning yuza birligi teleskop obyektivida  $B/R^2$  yoritilganlik hosil qiladi va obyektivdan ( $\pi BD^2/4R^2$ ) oqim o'tadi va tasvirning yuza birligida  $E=qB_0pD^2/4F^2$  yoritilganlik hosil bo'ladi. U holda, ekran  $C$  ning ravshanligi  $B_c=qAB_0D^2/4F^2$ . Kuzatish va o'lhashlarni yon tomondagi (5.12-rasm) quvur orqali bajaramiz. Quvur ichiga diafragma ( $d$ ) lar qo'yilgan va ularning diametri  $d$  kichik bo'ladi. Birinchi diafragmadan nurlanish priyomnigigacha masofa  $l$  bo'lsa, priyomnik yuzasining ekrandan qaytgan nuri bilan yoritilganligi

$$E = \frac{qB_0\pi D^2}{10F^2l^2}.$$

Diafragma diametri ( $d$ ) ni kichik va  $l$  ni katta tanlab, Quyosh yorug'ligini million marta kamaytirish mumkin va bu o'lhashlar



**5.12-rasm.** Quyosh yordamida standartlashda qo'llaniladigan qurilma:  
 $D$  – obyektiv,  $C$  – ekran,  $P$  – priyomnik

uchun yetarli bo'ladi. Quyosh yorug'ligini o'lhash uchun priyomnik yon quvurga, yulduznikini o'lhash uchun esa, C ekran o'rniga joylashtiriladi. Oy yorug'ligi Quyoshga nisbatan o'lchanadi. Bunda Quyosh yon quvurdan Oy esa, C ekran tomonidan ketma-ket o'lchanadi. Yulduz yorug'ligi Oyga nisbatan o'lchanadi. Bu holda, endi Oy yon quvur orqali yulduz esa, ekran tomonidan o'lchanadi.

Ko'plab marta bajarilgan bunday o'lhashlardan so'ng olingan qiymatlar quyidagicha:

### 5.5a-jadval

#### Quyosh va Oyning uch xil rangda yorug'ligi yulduziy kattaliklarda

	V	B	U	B-V	U-B
Quyosh	-26,74 <sup>m</sup>	-26,09 <sup>m</sup>	-25,59 <sup>m</sup>	0,65 <sup>m</sup>	0,13 <sup>m</sup>
Oy	-12,73	-11,82	-11,37	0,91	0,45

### 5.7. Kolorimetriya

Yulduzning rangi uning temperaturasiga bog'liq bo'ladi, chunki, yuqorida aytganimizdek, yoritqichning spektrida energiyaning taqsimlanishini uning temperaturasi belgilaydi. Yoritqichlarning rangini o'lchaydigan va unga asoslanib ularning temperaturasini aniqlaydigan astrofizika bo'limi **kolorimetriya** deb ataladi. Hozirgi zamон kolorimetrik o'lhashlar elektrofotometrlar yordamida xalqaro fotometrik tizimlar (masalan, UVB) asosida bajariladi. Oldindan tanlangan nur saralagichlarni ketma-ket elektrofotometr oldiga, yulduz nuri yo'liga kiritish natijasida ikki xil rangda yulduziy kattaliklar ayirmasi (B-V) va (U-B) o'lchanadi. Bu natijalar **yulduzning rang ko'rsatkichlari** deb ataladi.

Spektral sezgirligi kengaytirilgan FEK larni qo'llash kolorimetriya imkoniyatlarini kengaytirdi. Natijada, osmon yoritqichlarining ko'p rangli yulduziy kattaliklari tizimlari ishlab chiqildi. Masalan, UBVR (U-ultrabinafsha, B-ko'k, V-yashil, R-qizil), yoki WBVR (yuqorida ko'rilgan, GAIsh da qo'llaniladi) va UBVGRI (U-ultrabinafsha, B-ko'k, V-binafsha, G-yashil, R-qizil, I-infraqizil). Bu tizimlarda

ikki xil yo'l bilan yulduzlarning yorug'ligi (yulduziy kattaligi) ni o'lhash mumkin: 1). Har xil (U, B, V, R,...) nur saralagichlarda yulduziy kattaligini o'lhash (ko'p rangli o'lhashlar) 2). Birorta nur saralagichda yulduziy kattalikni va boshqalarida esa, faqat rang ko'rsatkichlarini o'lhash (kolorimetriya). Ikkinci holda masala kolorimetrik o'lhashga aylanadi. Rang ko'rsatkichlar o'lchangandan keyin, ulardan yulduziy kattaligini topish oddiy arifmetik amaldan iborat. Masalan, yuqorida UVB tizimda ko'rgandek, oldin yulduzning V da yulduziy kattaligi o'lchanadi, keyin rang ko'rsatkichlari (B-V) hamda (U-B) va 5.11 formula yordamida boshqa ranglarda yulduziy kattaliklari B hamda U topiladi. Kolorimetrik usul ko'p rangli fotometrik o'lhashlarga qaraganda yuqori aniqlikka ega.

**5.7.1. Olti rangli kolorimetriya.** Amerikalik astronomlar D. Stibbens (1878-1066) va A. Uitford tomonidan ishlab chiqilgan olti rangli kolorimetrik tizimda kislorod-seziy fotokatodli FEK va olti xil nur saralagichlar to'plamlari ishlataladi va natijada olti xil rangda yulduziy kattaliklar aniqlanadi. U (ultrabinafsha), Vi (binafsha), B (ko'k), G (yashil), R (qizil) va I (infraqizil). FEK ni har bir rang saralagich bilan birgalikda ishlatalishidan ajratiladigan spektral sohaning effektiv to'lqin uzunligi ( $\lambda_e$ ) va kengligi ( $\Delta\lambda$ ) hamda Qutb yulduzinining rangi 5.6-jadvalda berilgan. Effektiv to'lqin uzunlikni belgilashda atmosferani ( $p_\lambda(z)$ ), saralagichni ( $q_\lambda$ ) va priyomnikni spektral o'tkazish sohasi va sezgirligi ( $s_\lambda$ ) hisobga olinadi (5.17- formula).

### 5.6-jadval

#### Olti rangli fotometrik tizim

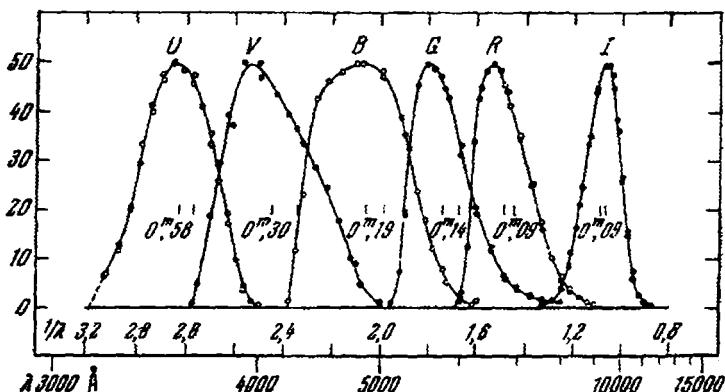
	U	U-Vi	Vi-B	B-G	G-R	R-I
$\lambda_e, nm$	353	422	488	570	719	1030
$\Delta\lambda, nm$	40	84	120	110	170	180
Qutb yulduzi rangi	+0,15"	-0,14	-0,06	-0,03	+0,06	+0,17

Bu tizmda (U-Vi), (Vi-B), (B-G), (G-R), va (G-I) kabi rang ko'rsatkichlari o'lchanadi.

Jonson va Strayjas 12 rangli tizimni ishlab chiqdilar va u ham astrofizik amaliyatda qo'llanilmoqda. Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, bu tizimlar keng (40-200 nm) o'tkazish polosa (soha) siga ega, ya'ni ular keng polosali tizimlardir. O'tgan asrning

oltmishinchi yillarning o‘rtalaridan boshlab bir necha o‘rta kenglikdagi o‘tkazish polosaga ega fotometrik tizimlar ishlab chiqildi.

**5.7.2. O‘rta polosali fotometrik tizimlar.** Bu tizimlarni yaratishdan maqsad, yulduzlarning ikki va uch o‘lchovli spektral klasifikasiyasini (spektral sinf, yorqinlik sinf, metallarga boyligi darajasi) ishlab chiqish, yulduzlararo muhitda nurni yutilishi natijasida yulduz rangini qizarishi bilan bog‘liq masalalarni yechish bo‘ldi. Ularning bir qismi (masalan, Gole, Volravenlar va Stremgren-Perri tizimlari) UVB tizim egallagan spektral diapazonni maydalab o‘rganishga qaratilgan bo‘lsa, boshqalari (masalan, Vilnyus Observatoriyasida ishlab chiqilgan tizim yoki Jonson, Mitchell va Latama tizimi) keng spektral diapazonni o‘z ichiga oladi va yulduz spektrida energiyani taqsimlanishi, yulduzlararo muhitda nurlanishni yutilish qonunlarini o‘rganishga yo‘naltirilgan. Bu tizimlarda ko‘p ishgorli FEK lar (FEK-79, EMI-9885 (Vilnyus tizimida), 1-P-21 va 7102 RCA (Jonson va boshqalar)) bilan birlgilikda rangli shisha va interferetsion nur saralagichlar qo‘llaniladi.



**5.13-rasm.** Olti rangli (*U, V, B, G, R, I*) fotometrik tizim nur saragichlarining spektral o‘tkazish sohalari. Absissa o‘qi bo‘ylab to‘lqin uzunliklari ( $\lambda$ ).

Vilnyus tizimida U yulduziy kattalik Balmer seriyasi kontinuumi orqasiga to‘g‘ri keladi va X bilan birlgilikda balmer sakrashini aniqlashda rang ekvivalentlarini (X-Y) va (Y-Z) esa, yulduzlararo muhitda nurlanishni yutilishni aniqlashda qo‘llaniladi.

**Vilnyus elektrofotometrik tizimi**

	U	P	X	Y	Z	V	T	S
$\lambda_e, nm$	346	374	404	466	515	543	620	650
$\Delta\lambda, nm$	40	26	22	26	21	21	20	20

**Jonson, Mitchell va Latama tizimi**

$\lambda_e, nm$	337	353	375	402	459	518	583	635	724	800	858	985
$\Delta\lambda, nm$	11	9	9	21	25	23	21	28	64	44	52	64

Shuningdek, tor polosali fotometrik tizimlar ham ishlab chiqilgan va ular yulduz yorug'ligini biror spektral chiziq, masalan, vodo-rodning  $H_{\beta}$  chizig'i, nurida o'lchanishga imkon beradi. Bunda tor polosali interferetsion saralagich va FEK qo'llaniladi.

Shunday qilib, elektrofotometrlar va turli xil nur saralagichlar yordamida yulduzlarning ma'lum ranglarda yorug'ligi yoki yulduziy kattaligi, shuningdek, rang ko'rsatkichlari o'lchanadi. Bunday o'lchanlardan olingan natijalar bizga yulduzning temperaturasi va boshqa fizik ko'rsatkichlari to'g'risida boy ma'lumotlar beradi.

**5.7.3. Yulduz kattaligi va rang ko'rsatkichini belgilashning nazarriy asoslari.** Yuqorida, yulduzlarning har xil ranglarda yorug'ligini o'lchan usullari bilan tanishib chiqdik. Astrofotometrik o'lchan natijalari bilan yulduzlarning temperaturasi orasida qanday bog'lanish mavjud. Avvalo, yulduzlarning rang ko'rsatkichlari bizga ularning spektrida energiyani taqsimlanishi to'g'risida ma'lumot beradi. Ma'lumki, absolut qora jismning (yulduzning ichki, zikh gaz qatlamlari absolut qora jism singari nurlanish sochadi) spektrida energiyani taqsimlanishi nurlanishning to'lqin uzunligi ( $\lambda$ ) ga va manbaning temperaturasi ( $T$ ) ga bog'liq va u Plank formulasi yordamida (1.8) ifodalanadi. Haqiqatdan, yoritqichning yuza birligidan unga tik yo'nalishda bir fazoviy burchak (bir steradian, bir sr.) ichida va bir birlik chastota (to'lqin uzunligi) oraligida sochilayotgan energiya oqiminining spektral zichligi

$$I(\lambda, T) = \frac{c_1}{\lambda^5 \left( e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1 \right)} \cdot \frac{joul}{sm^2 \cdot sr}, \quad (5.12)$$

bu yerda  $c_1 = 3,74 \cdot 10^{-12} \text{ joul/sm}^2 \cdot \text{sr}$ ,  $c_2 = 1,439 \text{ sm} \cdot K$ . Ma'lum temperatura va to'lqin uzunlari oraliq'ida  $\frac{c_2}{\lambda T} > 1$  bo'ladi va bu oraliq uchun Vin siljish qonuni formulasini qo'llash mumkin,

$$I(\lambda, T) = \frac{c_1}{\lambda^5 \cdot e^{\frac{c_2}{\lambda T}}}. \quad (5.13)$$

Astrofotometrik o'lhashlarda ma'lum ( $\lambda_1$  dan  $\lambda_2$  gacha) spektral diapozonda (oraliqda) yulduzzan kelayotgan nurlanish oqimi ( $F(\lambda_1, \lambda_2)$ ) o'lchanadi. Odatda, bunday o'lhashlar nisbiy xarakterga ega, ya'ni bir yulduzning yorug'ligi boshqa yulduzni bilan yoki birorta yulduzning bir spektral diapazondagi yorug'ligi boshqa diapazondagisi bilan solishtirib o'lchanadi. Shuning uchun

$$\frac{F(\lambda_1, \lambda_2)}{F(\lambda_3, \lambda_4)} = \frac{E(\lambda_1, \lambda_2)}{E(\lambda_3, \lambda_4)} = \frac{I(\lambda_1, \lambda_2)}{I(\lambda_3, \lambda_4)}, \quad (5.14)$$

ya'ni, oqimlar yoki yoritilganliklar nisbati  $\frac{E(\lambda_1, \lambda_2)}{E(\lambda_3, \lambda_4)}$  o'rnida shu oraliqlarda oqimning o'rtacha spektral zichligini  $\frac{I(\lambda_1, \lambda_2)}{I(\lambda_3, \lambda_4)}$  ishlatalish mumkin. Bu nisbat monoxromatik nurlanish uchun quyidagicha ko'rinishga ega bo'ladi:

$$\frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)} = \frac{I(\lambda_2, T)}{I(\lambda_1, T)} = \left( \frac{\lambda_1}{\lambda_2} \right)^5 e^{c_2 \left( \frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) T}. \quad (5.15)$$

Bu nisbatga Pogson formulasini qo'llasak,

$$\begin{aligned} \lg \frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)} &= 0,4(m(\lambda_1) - m(\lambda_2)) = \\ &= 5(\lg \lambda_1 - \lg \lambda_2) + c_2 \left( \frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) T \cdot \lg e \end{aligned} \quad (5.16)$$

bu yerda  $\lg e = 0.4343$ ;  $C_{eq} = m(\lambda_1) - m(\lambda_2) = 2.5 \lg(E(\lambda_1, T)/E(\lambda_2, T))$  - rang ekvivalenti deb ataladi. Agar  $C_0 = 12.5(\lg \lambda_1 - \lg \lambda_2)$  belgilash kirtsak, u holda

$$C_{eq} = C_0 + 1.56 \cdot \left( \frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) T. \quad (5.16a)$$

Bundan temperatura  $T = 1.56 \frac{\left( \frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right)}{C_{eq} - C_0}$  topiladi. Bu yerda,  $\lambda$  - to'lqin uzunligi *sm* larda. Bu formulalar monoxromatik nurlanishni ideal priyomnik bilan ideal sharoitlarda o'lichash uchun chiqarildi. Real sharoitlarda, Yer atmosferasida va teleskopning optik qismlari va sirtlarida yutilishi va sochilishi natijasida spektral tarkibi biroz o'zgargan yulduz nurlanishini ma'lum spektral sezgirlikka va o'tkazish polosaga ega priyomnik yordamida biror fotometrik tizmda o'chaymiz. Yulduzning haqiqiy fizik ko'satkichini topish uchun sanab o'tilgan o'zgarishlar va xususiyatlari hisobga olinishi kerak. Biror  $\lambda_1$  dan  $\lambda_2$  gacha spektral diapazonni o'z ichiga olgan «*K*» fotometrik tizimda yulduziy kattalik

$$m_K = -2.5 \lg \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E(\lambda) \cdot p_\lambda(z) \cdot q_\lambda \cdot s_\lambda d\lambda + const. \quad (5.17)$$

Bu yerda  $E(\lambda)$  - yoritilganlik,  $p_\lambda(z)$  - Yer atmosferasining spektral o'tkazish koeffitsienti,  $q_\lambda$  - optik tizimning o'tkazish koefitsiyenti,  $s_\lambda$  - nurlanish priyomnigini spektral sezgirligini belgilovchi koeffitsient. Konstanta yulduziy kattaliklar tizimi hisob boshini belgilash bilan bog'liq miqdor. Biror boshqa spektral diapazonda, masalan,  $\lambda_3$  dan  $\lambda_4$  gacha, va «*I*» tizimda berilgan yulduz ustida bajarilgan o'lichashlar  $m_I$  yulduziy kattalikni beradi, u holda rang ekvivalentligi quyidagicha hisoblanadi:

$$C_{KI} = -2.5 \lg \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E(\lambda) p_\lambda(z) \cdot q_\lambda \cdot s_\lambda^K d\lambda}{\int_{\lambda_3}^{\lambda_4} E(\lambda) p_\lambda(z) \cdot q_\lambda \cdot s_\lambda^I d\lambda} + const \quad (5.18)$$

Fotografik va fotovizual o'lhashlar natijasidan topilgan rang ko'rsatkichi  $C = m_{pk} - m_v$  bilan yulduzning rang temperaturasi ( $T$ ) orasidagi tajriba yo'li bilan topilgan bog'lanish quyidagi ko'rinishga ega:

$$T = \frac{7200}{C + 0,65''}. \quad (5.19)$$

Asosiy fotoelektrik rang ko'rsatkichi (B-V) uchun bu bog'lanish quyidagicha:

$$T = \frac{7920}{B - V + 0,65''}. \quad (5.20)$$

Shunday qilib, yulduzlarning rang ko'rsatkichlari ularning spektrida energiyani taqsimlanishini ko'rsatish bilan bir qatorda, ularning temperurasini ham aniqlashga imkon beradi.

**5.7.4. Bolometrik yulduziy kattalik va bolometrik tuzatma.** Yuqorida ko'rib chiqilgan yulduziy kattaliklar tizimlari yulduzning har xil, ko'pincha, ixtiyoriy tanlangan, spektral diapazonlarda yorug'ligini ko'rsatadi va asosan nisbiy o'lhashlarda qo'llaniladi. Ular yulduzning haqiqiy energetik quvvatini, uning yorqinligini ko'rsata olmaydi. Yulduzning to'la energetik quvvatini ko'rsatuvchi kattalik **bolometrik yulduziy kattalik** deb ataladi. Bu ko'rsatkich yulduzning barcha tomoniga va barcha, ultrabinafshadan to uzoq infraqizilgacha spektral diapazonlarda sochayotgan to'la energetik quvvatini belgilaydi. Bolometrik yulduziy kattalik ( $m_b$ ), bolometr deb ataladigan va keng, ultrabinafshadan to infraqizilgacha bo'lgan, spektral diapazonda bir xil sezgirlikka ega bo'lgan noselektiv priyomnik yordamida o'lchanadi. Bunday o'lhashlar juda ko'p mehnat va xarajat talab qiladi va uni keng miqyosda amalda qo'llab bo'lmaydi. Buning o'mrida bolometrik tuzatma ( $\Delta m_b$ ) hisoblanadi va vizual yulduziy kattalik ( $m_v$ ) ka qo'shilb bolometrik yulduziy kattalik topiladi, ya'ni,  $m_b = m_v + \Delta m_b$ .

Bolometrik tuzatma yulduzning spektral sinfiga va yorqinlik sinfiga bog'liq. U yulduz spektrida energiyani taqsimlanish egri chizig'iga ko'ra hisoblab topiladi. Shuning uchun bir xil spektral va yorqinlik sinfiga kiruvchi yulduzlarning bolometrik tuzatmasi bir xil bo'ladi. Quyida har xil effektiv temperaturaga, bosh ketma-ketlik (V), gigant (III) va o'tagigant (I) yorqinlik sinflariga kiruvchi yulduzlarning spektral sinflariga mos keladigan bolometrik tuzatmalari keltirilgan:

**Bosh ketma-ketlik, gigant va o'tagigant yulduzlar uchun  
bolometrik tuzatma**

$\lg(T)$	$\Delta m_b$	Spektral sinif	$\Delta m_b$ , bosh k-k	$\Delta m_b$ , gigantlar	$\Delta m_b$ , o'tagigant
5,0	-6,3 <sup>m</sup>	O5	-4,6 <sup>m</sup>		
4,8	-4,8	B0	-3,0		-3,0 <sup>m</sup>
4,6	-3,55	B5	-1,6		
4,4	-2,16	A0	-0,08		-0,7
4,2	-1,5	A5	-0,30		
4,1	-0,8	F0	-0,10		-0,2
4,0	-0,7	F5	0,00		
3,9	-0,15				
3,8	-0,05	G0	-0,03	-0,1 <sup>m</sup>	-0,30
3,7	-0,2	G5	-0,10	-0,3	-0,6
3,6	-0,9	K0	-0,20	-0,6	-1,0
3,5	-1,7	K5	-0,58	-1,0	-1,6
3,4	-3,1	M0	-1,2	-1,7	-2,5
3,3	-4,6	M5	-2,1	-3,0	-4
3,2	-7				

Jadvaldan ko'rinish turibdiki, bolometrik tuzatma effektiv temperaturaga bog'liq va F5 sinfga kiruvchi yulduzlarning bolometrik tuzatmasi nolga teng. Undan o'nga va chapga tomon  $m_b$  kamayib boradi: bosh ketma-ketlik yulduzlarida 0 dan -4,6 va 0 dan -2,1 gacha. gigant yulduzlarda -0,1 dan -3,0 gacha o'zgaradi.

### Savollar

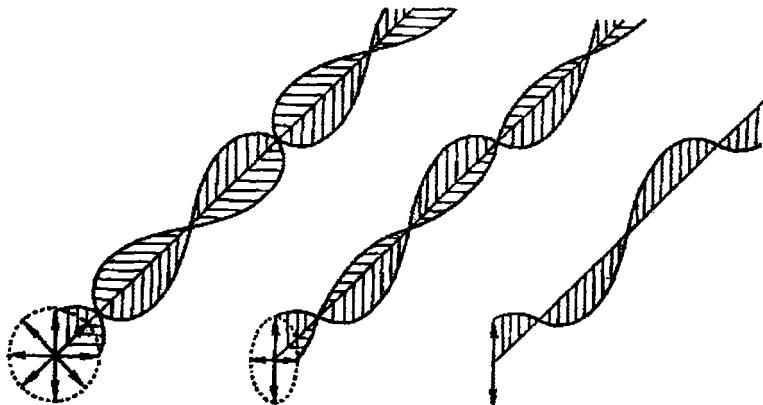
- 1). Elektrofotometr nimani o'lchaydi?
- 2). Yulduz elektrofotometri qanday qismlardan tashkil topgan?
- 3). Foydali fototokning shovqinga nisbati niinaga bog'liq?
- 4). Foton sanoqchining ishlash prinsipi pini gapirib bering
- 5). UVB fotometrik tizimda nimalar o'lchanadi?
- 6). Quyosh va Oyning yorug'ligi qanday o'lchanadi?
- 7). Kolorimetriya nima va u nimani o'lchaydi?
- 8). Olti rangli keng polosali kolorimetriya nimani o'rganadi?

- 9). O'rtal polosali kolorimetriya qanday masalalarini yechadi?
- 10). Yulduziy kattalik va rang ko'rsatkichi nimani ifodalaydi?
- 11). Bolometrik yulduziy kattalik va bolometrik tuzatma nima?

### *5.8. Astropolyarimetriya*

**5.8.1. Osmon yoritqichlari nurlanishini qutblanganligi va uni tekshirishning mohiyati.** Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish o'zi bilan uni hosil qilayotgan muhitning fizik xususiyatlari to'g'risida turli-tuman ma'lumotlar keltiradi. Shunday ma'lumotlardan biri nurlanishning qutblanganidir. Agar nurlanish ichki qatlamlardan kelayotgan energiyani elektronlarda sochilishi natijasida hosil bo'lgan bo'lsa, u qutblangan bo'ladi. Yoki u magnit maydonda hosil bo'lsa, uning spektral chiziqlari turlicha qutblangan tashkil etuvchilarga ajraladi (Zeeman effekti). Qutblangan elektromagnit to'lqinlar elektrik (magnit) vektorning tebranishi ma'lum yo'nalishda maksimal va unga tik yo'nalishda minimal qiymat qabul qiladi. Bunday to'lqinda elektrik vektorning uchi fazoda aylana (tabiiy va notabiyy to'lqinlar yarim fazada siljishga ega bo'lgani uchun) va turli ekszentritetga (cho'zinchoqliqqa) ega ellips chizadi.

1949-yilda ko'pchilik yulduzlarning nuri qisman qutblanganligi aniqlandi. Yuz yildan buyon Oy sirtining ayrim qismlaridan qayt-



**5.14-rasm.** Elliptik (o'rtada), chiziqiy (o'ngda) qutblangan elektromagnit to'lqin.

gan nurlanish yoki sayyoralarning nurlanishi qutblanganligi ma'lum bo'lib kelmoqda. Quyosh tojining nurlanishini yoki zodiakal shu'laning qutblanganligi azaldan ma'lum bo'lgan. Toj nurlanishi fotosfera nurini elektronlarda, zodiakal shu'la esa, Quyosh nurini sayyoralararo muhitda (ekliptika tekisligida) chang zarralarda sochilishi natijasida hosil bo'ladi. Osmon yoritqichlari nurlanishini qutblanganligni tekshirish bilan shug'ullanadigan astrofizika bo'limi astropolyarimetriya deb ataladi.

Qaytgan nuring qutblanganligi fizika kursida ko'riladi. Masalan, suv sirtidan taxminan  $55^\circ$  (Bruster burchagi) burchak ostida aks qaytgan yorug'lik suratga tushirishda halaqit beradi. Bu yorug'likning qutblanganligini hisobga olib, uni fotoapparat obyektiviga o'rnatilgan polyaroid yordamida bartaraf etiladi.

**5.8.2. Nurlanishning qutblanish darajasini aniqlash usuli.** Tekshirilayotgan nurlanishning intensivligi  $I$  bo'lsin. U ikki qismdan iborat: qutblanmagan  $I$  va qutblangan  $I_\varphi$ . Qutblanish yo'naliishini  $\varphi_0$  burchak bilan belgilaylik. Elektrik vektor  $E$  ikkita tashkil etuvchiga ajratilishi mumkin:  $E = E_\varphi + E_{\varphi+90^\circ}$ . Nurlanishning intensivligi elektrik vektoring kvadratiga proporsional ekanligini hisobga olsak

$$I = I_\varphi + I_{\varphi+90^\circ}. \quad (5.21)$$

$$\text{Bu yerda } I_\varphi = \frac{I_0}{2} + I_p \cdot \cos^2(\varphi - \varphi_0), \quad I_{\varphi+90^\circ} = \frac{I_0}{2} + I_p \cdot \sin^2(\varphi - \varphi_0).$$

$$I_{\varphi_0} = I_{\max} = \frac{I_0}{2} + I_p, \quad I_{\varphi_0+90^\circ} = I_{\min} = \frac{I_0}{2} \quad (5.22)$$

Nurlanishning qutblanish darajasi ( $P$ ) quyidagi nisbat bilan aniqlanadi:

$$P = \frac{I_p}{I} = \frac{I_p}{I_0 + I_p}. \quad (5.23)$$

Odatda, qutblanish darajasi protsentlarda ifodalanadi:  $p\% = 100 \cdot P$ . (5.23) ga (5.22) ni qo'ysak:

$$P = \frac{I_{\max} - I_{\min}}{I_{\max} + I_{\min}}. \quad (5.24)$$

Bu yerda  $I_{\max}$  – maksimal intensivlik yoki nurlanish oqimi va unga tik yo'naliishida intensivlik yoki nurlanish oqimi minimal qiymatga tushadi

$I_{\min}$ . Bu qiymatlar fotometr oldiga teleskopik tizimning optik o‘qigatik o‘rnatalgancha polyaroidni asta-sekin aylantirish yo‘li bilan aniqlanadi. Astrofizik amaliyotda yulduziy kattaliklar bilan ish ko‘riladi, shuning uchun maksimal va minimal yo‘nalishda oqim quvvati nisbati sifatida topiladi, ya’ni

$$\Delta m_p = 2.5 \lg \frac{I_{\max}}{I_{\min}}. \quad (5.25)$$

Bu ifoda qutblanish darajasi  $P$  bilan quyidagicha bog‘langan:

$P = \lg(0.461 \cdot \Delta m_p)$  yoki  $\Delta m_p < 0,1''$  bo‘lgani uchun taqriban

$$P = 0,461 \cdot \Delta m_p \quad (5.26)$$

Agar analizator sifatida Vollaston prizmasi qo‘llanilsa, u holda  $I$  intensivlikdagi nur bir-biriga tik yo‘nalishlarda qutblangan ikkita,  $I_o$  oddiy va  $I_e$  nooddiiy nurlarga ajraladi.

$$\Delta I = I_o - I_e = I_p \cos 2(\varphi_1 - \varphi_0). \quad (5.27)$$

$I_p$  va  $\varphi_0$  larni aniqlash uchun analizatorning uch xil burchakdagi (masalan,  $60^\circ$  ga farq qiladigan) holatlarida  $I$  intensivlik o‘lchanadi va u holda

$$I_1 = 0,5[I_0 + I_p + I_p \cos 2(j - j_0)] = 0,5I_0 + I_p \cos 2(j_1 - j_0)$$

$$I_2 = 0,5I_0 + I_p \cos 2(j_1 + 60^\circ - j_0)$$

$$I_3 = 0,5I_0 + I_p \cos 2(j_1 + 120^\circ - j_0)$$

Trigonometrik almashtirishlar Fesenkovning quyidagi formulasiiga olib keladi:

$$P = 2 \frac{\sqrt{(I_1 - I_2)I_1 + (I_2 - I_3)I_2 + (I_3 - I_1)I_3}}{I_1 + I_2 + I_3}. \quad (5.28)$$

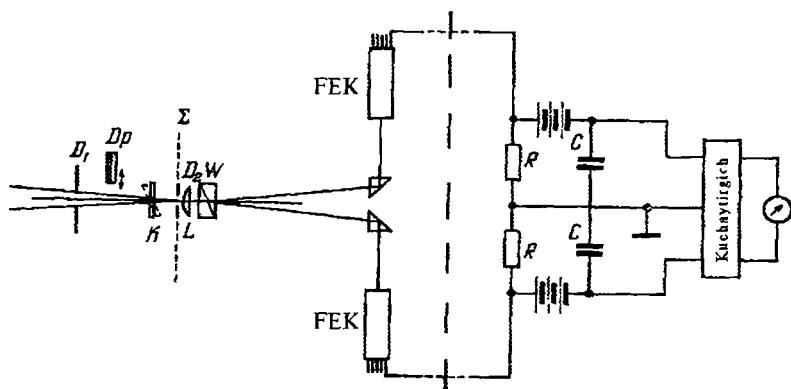
$$\operatorname{tg} 2(\varphi_0 - \varphi_1) = \sqrt{3} \frac{I_2 - I_3}{2I_1 - I_2 - I_3}. \quad (5.29)$$

**5.8.3. Qutblanishni fotoelektrik o‘lchash usuli.** Qutblanishni o‘lchashning eng aniq usuli elektrofotometr yordamida bajariladi. Bu ishni bajarish uchun ixtiyoriy elektrofotometr yaraydi, agar uning fotoelektron ko‘paytkichi oldiga analizator o‘rnatish mumkin

bo'lsa, shuning o'zi yetarli bo'ladi. Nur dastasiga perpendikulyar o'rnatilgan analizatorni (masalan, Vallaston prizmasi) optik o'q atrofida ma'lum burchakka aylantirib nurlanish oqimi o'lchanadi.

**a). Yorug'lik modulatsiyasiga asoslangan polyarizatsion o'lchashga asoslangan elektrofotometr.** Fotoelektron ko'paytuvchiga tushayotgan parallel nur dastasiga tik o'rnatilgan analizator optik o'q atrofida tez aylantiriladi. Fototok (5.21) formulaga ko'ra ikki marta katta chastota bilan sinusoidal o'zgaradi. Bu fototok kuchaytirgichning kirishiga tushadi va bu kirishga laboratoriya manbadan shunday chastotali o'zgaruvchan tok beriladi. Bu ikkita o'zgaruvchan toklar orasida hammavaqt fazalar farqi bo'ladi. Bu toklar orasidagi fazalar farqini asta-sekin  $0^\circ$  dan  $360^\circ$  gacha o'zgartiramiz. Natijada bu toklar dam qo'shiladi, dam ayrıldi. Agar qo'shilgan toklar yozib borilsa, bu yozuvlardan  $I_p$  va  $\varphi_0$  ni aniqlash mumkin.

**b). Qutblangan nurlanishning ikkala tashkil etuvchilarini birga o'lchashga asoslangan elektrofotometr.** Yulduz nurlanishining kuchsiz qutblanishini aniqlashda yuqoridaq usul yaramaydi. Chunki yulduzdan qayd qilinayotgan fluktuatsialanuvchi signal ichida kuchsiz sinusoidal signalni topish muammoli masala. Agar analizator siyatida Vallaston prizmasi ishlatilayotgan bo'lsa, undan oddiy  $I^o$  va nooddiy  $I^{no}$  nurlanish chiqadi.



**5.15-rasm.** Qutblangan nurlanishning ikkala (oddiy va nooddiy) tashkil etuvchilarini birga o'lchaydigan differensial elektrofotometrning optik (rasmni chap qismi) va elektrik sxemasi (rasmni o'ng qismi). FEK – fotoelektron ko'paytigich (FEK).

Yulduz nurining miltillashi analizatoridan chiqqan ikkala tashkil etuvchiga ( $I^o$ ,  $I^{no}$ ) bir xil ta'sir etadi. 5.15-rasmida ko'rsatilgandek bir xil xususiyatlarga ega ikkita FEK yordamida qutblangan nurlanishning ikkala tashkil etuvchisi bir vaqtning o'zida o'lchanadi. Nurlanishi qutblanmagan manbadan bu FEK larga tushayotgan oqim ta'sirida hosil bo'lgan foto toklarni qarshilik va sig'iimlar orqali tenglashtirib olinadi. Shundan keyin tekshiriladigan yulduzni o'lhash boshlanadi. Standartlashtirilgan boshqa-boshqa FEK larda o'lchanigan oddiy  $I^o$  va nooddiy  $I^{no}$  tashkil etuvchilarning ayirmasi yuqori aniqlikda o'lchanadi va galvanometrga yoki o'zi yozuvchi priborga beriladi. Agar oddiy va nooddiy oqimlar teng bo'lsa, galvanometr nolni ko'rsatadi, teng bo'limasa, oqimlar farqiga mos fototokni ko'rsatadi.

### 5.9. *Astrospektrofotometriya*

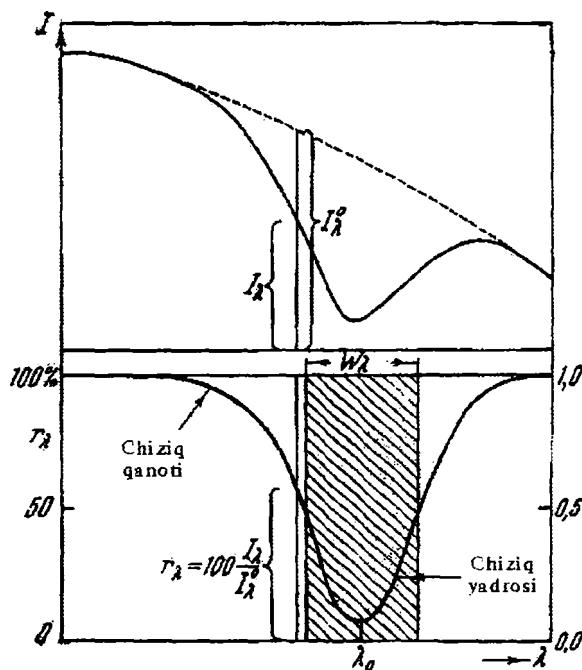
**5.9.1. Astrospektrometriya masalalari.** Osmon yoritqichlari spektrida intensivlikni (energiyani) to'lqin uzunlik bo'yicha taqsimlanishini o'lhash va olingen natijalarga asoslanib yoritqichning fizik ko'rsatkichlarini aniqlash usullarini ishlab chiqish va astrofizik kuzatishlarga qo'llash masalalari bilan **astrospektrofotometriya** shug'ullanadi. Astrospektrofotometriya osmon yoritqichi spektrini fotometriyalash demakdir. Bunday masalalar yoritqich spektrining keng diapozonini egallagan tutash spektr yoki tor qismida joylashgan spektral chiziqlarga nisbatan qo'yilishi mumkin. Ikkala holda ham, fotometriyalash (spektrning yorug'ligini o'lhash) bir xil maqsadga qaratilgan: spektrda to'lqin uzunlik bo'yicha intensivlikni taqsimlanishini topishdan iborat. Spektral chiziqlarni fotometriyalash, odatda, tutash spektriga nisbatan bajarilsa, tutash spektrni fotometriyalash absolut energetik birliklarda yoki boshqa birorta spektrida energiyani taqsimlanishi ma'lum bo'lgan yoritqich yoki manbaga nisbatan bajarilishi mumkin.

Tutash spektrni fotometriyalash yoritqich spektrida energiyani to'lqin uzunligi bo'yicha taqsimlanishini va unga asoslanib **taqsimot temperaturasini** topishga imkon bersa, spektral chiziqlarni fotometriyalash spektral **chiziq profilini** topishga va unga asosan yulduz atmosferasida atomlarning uyg'onish va ionlanish temperaturasini, chiziqni hosil qilishda ishtirok etgan atomlar miqdorini (yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibi), modda zichligini topishga imkon

beradi. Bu astrospektrofotometrik masalalar an'ana bo'yicha, dastavval, faqat fotografik usul bilan bajarilgan, keyinchalik fotoelektrik usul ham qo'llanila boshlangan. Hozirgi zamonda fotoelektrik spektrofotometriya asosiy usulga aylangan.

### 5.9.2. O'smon yoritqichining tutash spektrini fotometriyalash.

Tutash spektrni fotometriyalashda past dispersiya ( $0,01 \text{ \AA/mm}$ , ya'ni bir  $\text{mm}$  spektr uzunligiga  $100 \text{ \AA}$  to'g'ri keladi) li spektrlar qo'llaniladi va keng spektral diapozonda ( $500 \text{ nm}$ ) to'lqin uzunlik bo'yicha intensivlikni asta-sekin o'zgarish (tutash spektrda shunday) egri chizig'i topiladi. Bu ish spektrni fotoelektrik spektrofotometr yordamida dispersiya yo'naliishiда, unga tikk joylashgan tor tirkish orqali uzlusiz ravishda yozib olish yoki yetarli darajada ko'p, ketma-ket, ma'lum (spektral chiziqlardan xoli) tor tutash spektr oraliqlarida intensivlikni o'chash asosida bajariladi.



**5.16-rasm.** Spektral chiziq atrofida tutash spektr yozuv (yuqorida) va chiziq atrofini tutash spektr birliklari ifodalangan profili.

**a). Absolut spektrofotometriya.** Absolut spektrofotometriya, odatda, noselektiv priyomniklar (bolometr yoki radiometr) yordamida bajariladi. Bunda, bolometr kolibrovkalangan bo‘lishi kerak, ya’ni uning berilgan oqimga mos keladigan ko‘rsatishi absolut energetik birliklar (erg/sek) da aniqlangan bo‘lishi kerak. Tog‘ observatoriya-si sharoitida bunday ishlarni bajarish sermashaqqat va serxarajat bo‘ladi va hamma vaqt bajarishga zaruriyat yo‘q. Bu ish selektiv priyomnik yordamida ham bajarilishi mumkin. Bunday hollarda priyomnikning spektral sezgirligi hisobga olinishi va har bir spektral diapozon uchun priyomnik graduirovka (signallar shkalasini belgilash) qilinishi, ya’ni teleskop ob‘yektiviga tushayotgan bir birlik energiya oqimiga qancha miqdorda fototaassurot (negativda - qorayish zichligi, elektrofotometrda esa - fototok) to‘g‘ri kelishi topilishi kerak. Bu masala ikki-ga ajratilishi mumkin: 1) tushayotgan oqim o‘zgarganda priyomnikda unga mos kelgan ko‘rsatishlar bilan oqim quvvati orasidagi bog‘-lanishni topish; 2) priyomnik ko‘rsatishlarining hisob boshini belgilash, ya’ni bir birlik oqim yoki yoritilganlikka mos keladigan foto-taassurot qiymatini topish. Birinchi masala priyomnikni graduirovkalash, ikkinchisi esa, kalibrovkalash deb ataladi.

Fotografik fotometriyada graduirovkalash, negativni xarakteristik egri chizig‘ini ( $XECh$ ) topishdan iborat. Bu  $XECh$  intensivlik  $I$  bilan negativni qorayish zichligi  $D$  orasidagi nochiziqiy bog‘lanishni (5.7 formula) tasvirlaydi (5.2-rasm) va undan foydalaniib, o‘lchanishdan topilgan zichlikka ko‘ra, unga mos keladigan intensivlik topiladi.  $XECh$  ni topish uchun o‘lchanishi kerak bo‘lgan spektr surati tushirilgan fotoplastinkaning bir chetiga, shu spektrning yoki unga o‘x-shash spektrning pog‘onali xiralatkich orqali olingan surati tushiriladi. Pog‘onali xiralatkich spektrini mikrofotometr (5.1-rasm) yordamida o‘lchab, negativning  $XECh$  tuziladi. Agar bog‘lanish chiziqiy bo‘lsa, graduirovka masalasi hosil bo‘lgan taassurotdan oqim quvvatiga o‘tish koeffitsientini topish bilan yakunlanadi. Bu masalalar spektrida energiyaning taqsimlanishi m’alum bo‘lgan yorug‘lik manbai spektrini fotometriyalash yo‘li bilan bajariladi.

Absolut spektrofotometriya masalasi kalibrovka qilingan elektrofotometr yordamida ham bajariladi. Bunday elektrofotometrning kirish tirqishi (u spektrning dispersiyasiga perpendikulyar holda bo‘lishi shart) oldida yoritqich spektri tirqishga tik yo‘nalishda asta-sekin qat’iy bir tekis tezlikda siljtilib va unda hosil bo‘lgan fototok magnit

lenta yoki diskka yozib boriladi. Spektri kirish tirqish oldida siljitim baroborida yozuv bo'ylab, unga to'lqin uzunligi belgilari qo'yib boriladi. Bunday yozuvda dispersiya yo'naliishida to'lqin uzunliklari va unga tik yo'naliishda intensivlik chiqadi. Shunday usul bilan lentaga yozib olingan yozuv yoritqichning spektri bo'ladi va u yoritqichning spektrida energiyani (nurlanish oqimi quvvatini) to'lqin uzunlik bo'yicha taqsimlanishini ifodalaydi. Bu taqsimot egri chizig'iga tuzatmalar kiritish zarur. Birinchi tuzatma Yer atmosferasi bilan bog'liq.

Ma'lumki, Yer atmosferasida nurlanishning yutilish va sochilish miqdori uning to'lqin uzunligiga bog'liq. Demak, atmosferadan o'tayotganda osmon yoritqichi spektrining tarkibi, unda energiyani taqsimlanishi biroz o'zgaradi. Yoritgichning haqiqiy fizik ko'rsatkichlarini topish uchun buni hisobga olish zarur. Ikkinchisi tuzatma, teleskopning optik qismilari va sirtlarida nurlanishning yutilishi va aks qaytishi bilan bog'liq va bular ham to'lqin uzunlikka bog'liq bo'lgani uchun, ular hisobga olinishi shart. Uchinchi tuzatma past dispersiyali spektrda ajralmaydigan spektral chiziqlarda energiyaning yutilib qolgan qismi bilan bog'liq. Tutash spektrda energiyani taqsimlanishini topish uchun o'lhashlar sof tutash spektrga tegishli bo'llishi kerak va chiziqlarda to'silib qolningenergiya hisobga olinishi kerak.

**b). Nisbiy spektrofotometriya.** Nisbiy spektrofotometriya oqimlar yoki yoritilganliklar nisbatini o'lhashga asoslanadi. Ma'lum spektral diapazon (markaziy to'lqin uzunligi  $\lambda$ ) da ma'lum o'tkazish sohasiga ( $\Delta\lambda$ ) ega priyomnikda *i*-nchi yoritqichdan kelayotgan oqim ( $F_{\lambda}^i \cdot \Delta\lambda$ ), hamma yoritqichlar uchun umumiylisolishtirish spektrga ega bo'lgan yoritqichdan kelayotgan oqim ( $F_{\lambda}^0 \cdot \Delta\lambda$ ) bilan ketma-ket o'lchanadi va bu yoritqichlarning monoxromatik yulduziy kattaliklari

ayirmasi  $\Delta m_{\lambda}^i = m_i - m_0 = 2,5 \lg \frac{F_{\lambda}^0 \Delta\lambda}{F_{\lambda}^i \Delta\lambda}$  topiladi. Solishtirish yoritqichi ustida bajarilgan o'lhashlar absolut bo'llishi shart emas. Xuddi shunday nisbiy o'lhashlar *k*-nchi yoritqich uchun ham bajariladi, yani

$\Delta m_{\lambda}^k = 2,5 \lg \frac{F_{\lambda}^0 \Delta\lambda}{F_{\lambda}^k \Delta\lambda}$  topiladi. U holda, bu yoritqichlarning monoxromatik yulduziy kattaliklari ayirmasi  $\Delta m_{\lambda}^{ki} = \Delta m_{\lambda}^i - \Delta m_{\lambda}^k = 2,5 \lg \frac{F_{\lambda}^k \Delta\lambda}{F_{\lambda}^i \Delta\lambda}$

matik yulduziy kattaliklari ayirmasi  $\Delta m_{\lambda}^{ki} = \Delta m_{\lambda}^i - \Delta m_{\lambda}^k = 2,5 \lg \frac{F_{\lambda}^k \Delta\lambda}{F_{\lambda}^i \Delta\lambda}$

bo'ladi. Har xil spektral diapozonlar ( $\lambda$ ) uchun bajarilgan bunday o'lchashlar yoritqichlarning ayirma spektrini beradi va unga asoslanib yoritqichlarning fizik xususiyatlari nisbiy o'rganiladi. Agar birorta yoritqich spektri aniq bo'lsa, ikkinchi yoritqich spektri ham aniqlanadi.

Yoritqichning temperaturasini uning tutash spektrida intensivlikni o'zgarishidan baholash mumkin. Ma'lumki, yoritqichning sirt ravshanligi  $B(\lambda, T) = \frac{I(\lambda, T)}{\pi}$  va (5.12) formuladan  $\lambda$  to'lqinda uning yulduziy kattaligi

$$m_\lambda = \text{const} + 12,5 \cdot \lg \lambda + \frac{1,086 \cdot c_2}{\lambda T} + 2,5 \cdot \lg \left( 1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T} \right) \quad (5.30)$$

va ikkinchi yoritqich uchun

$$m_\lambda^0 = \text{const} + 12,5 \cdot \lg \lambda + \frac{1,086 \cdot c_2}{\lambda T^0} + 2,5 \cdot \lg \left( 1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T^0} \right). \quad (5.31)$$

Ular ayirmasi

$$\Delta m_\lambda = m_\lambda - m_\lambda^0 = 1,086 \left( \frac{1}{T} - \frac{1}{T^0} \right) \cdot \frac{c_2}{\lambda} + 2,5 \lg \frac{1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T^0}}{1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T^0}}.$$

Yulduzlarda  $1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T^0}$  kam o'zgaradi, shuning uchun yuqoridaǵi ifodada oxirgi hadni tushirib qoldirish mumkin. U holda,

$$\Delta m_\lambda = \frac{1,086 \left( \frac{c_2}{T} - \frac{c_2}{T^0} \right)}{\lambda} \quad \text{va} \quad \beta = 1,086 \left( \frac{c_2}{T} - \frac{c_2}{T^0} \right) \quad \text{belgilash kiritsak, u}$$

$\Delta m_\lambda$  bilan  $1/\lambda$  orasidagi chiziqli bog'lanishning ( $\Delta m_\lambda = \beta \cdot \frac{1}{\lambda}$ ) bur-chak koeffitsienti bo'ladi. Agar  $T^0$ -absolut qora jismning temperaturasi va  $\Delta m_\lambda$  tekshirilayotgan yulduz bilan  $T^0$  temperaturali yulduz yorug'liklari ayirmasi bo'lsa, u holda, yulduzning temperaturasi

$$T = \frac{c_2}{\frac{c_2}{T^0} + 0.921 \cdot \beta}. \quad (5.32)$$

Bu temperatura gradatsion temperatura deb ataladi.

## Savollar

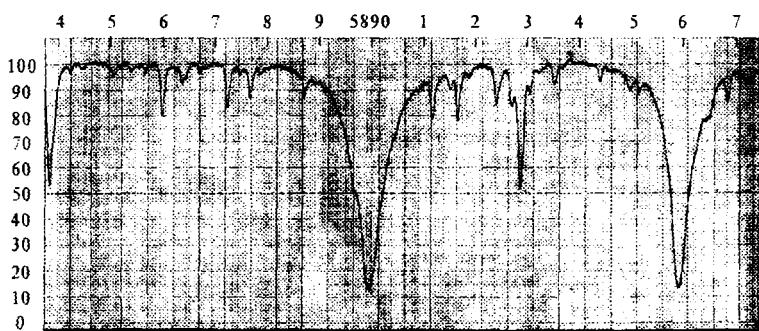
- 1). Astrospektrofotometriya nima bilan shug'ullanadi?
- 2). Tutash spektrmi fotometriyalash yo'li bilan nimalar topiladi?
- 3). Absolut spektrofotometriyalash qanday amalga oshiriladi?
- 4). Nisbiy spektrofotometriyalash qanday bajariladi?

**5.9.3. Yoritqichning spektral chiziqlarini fotometriyalash.** Tu-tash spektr, bu har xil rangli nurlarning ma'lum tartibdagi ketma-ketligi, ular orasida intensivlikni uzilishi ro'y bermaydi. Qizil nurlar bilan sariq nurlar orasida ularning aralashmasidan iborat nurlar joylashadi. Spektrofotometriyada rangli fotomateriallar (fotoplyonka yoki fotoplastinka) qo'llanilmaydi, balki oq-qora tasvir beradigan fotoplastinka (plenka) qo'llaniladi. Ilmiy maqsadlarga mo'ljallangan bunday fotoplastinkalarda olingan yoritqich spektrining surati **spektrogramma** deb ataladi. U oq-qora tasvir bo'lib, **negativ** deb ataladi, unda yorug'lik ko'p tushgan joylar kam tushgan joylarga qaraganda qoraroq chiqadi. Shunday qilib, yoritqich spektrogrammasida intensivlikning taqsimlanishi uning spektrinikiga teskari. Spektrogrammada spektral chiziqlar tutash spektrning uzilish joylarini eslatadi. Aslida, bunday emas, tutash spektr uzilmagan, faqat unining intensivligi, negativda qoraligi pasaygan, xalos. Spektrda qora holda ko'ringan chiziqlar spektrogrammada oq chiziq yoki tutash spektrning «uzilishi» sifatida ko'rindi. Spektrdagи chiziqlarning qoraligi (spektrogrammada, aksincha, oydinligi) va kengligi har xil bo'ladi. Odatda, chiziqning o'rtasi (markazi), uning eng qora (negativda oq) joyi bo'ladi. Bu joy chiziqning markaziy chastotasi ( $\nu_0$ ) yoki to'lqin uzunligi ( $\lambda_0$ ) ga mos keladi. Qoralik (negativda, oydinlik) markazdan ikkala tomonga kamayib boradi. Chiziq ichidagi ma'lum chastota (n) yoki to'lqin uzunlik ( $\lambda$ ) da qoralik (negativda, oydinlik) bu chastotada yoritqichdan kelayotgan monoxromatik oqim zichligiga bog'liq. De-

mak, bu yerda spektral chiziqning qoraligi emas, balki monoxromatik qorong'uligi to'g'risida gap ketayapti va uni intensivliklarda o'lhash kerak. Spektral chiziqni fotometriyalash uni ichida intensivlikni o'zgarishini aniqlashga, chiziqning profili (chiziqqa tik yo'nalishda to'lqin uzunligi bo'yicha intensivlikni o'zgarish egri chizig'i, 1.5-rasm) ni tuzishga va o'rganishga yo'naltirilgan. Spektral chiziqning profili yulduz atmosferasida fizik sharoitga bog'liq. Spektral chiziqlarni fotometriyalash uzoq yillar (bir asr) davomida fotografik usul bilan bajarilgan.

**a). Fotografik spektrofotometriya.** Astronomik kuzatishlardan yulduzning spektrogrammasi olinadi. Spektral chiziqlarni fotometriyalash uchun spektr tushirilgan fotoplastinka kalibrovka qilinishi kerak. Buning uchun spektrogrammaning xarakteristik egri chizig'i (XECh) tuziladi. Spektrogrammaning XECh unga pog'onali xiralatkich orqali olingan yoritqich spektrlariga asosan tuziladi. Xiralatkich spektrlarida, chiziq yaqinidagi tutash spektrning qorayish zichliklari ( $D$ ) o'lchanadi. Absissa o'qi bo'ylab xiralatkich pog'onalarining o'tkazish koeffitsientlari (ular intensivlikka proporsional bo'ladi va odatda, o'qli logarifmlarda beriladi,  $\lg(i_n)$  har bir pog'onali xiralatkichning texnik pasportida keltiriladi) ordinata o'qi bo'yicha esa ularga mos keladigan, spektrogrammada o'lchangan, pog'onalarining qorayish zichliklari  $D_n = \lg \frac{i_n - i_q}{i_0 - i_q}$  qo'yiladi. Bu yerda,  $i_n$ ,  $i_q$ ,  $i_0$  – mikro-

fotometr galvanometrining ko'rsatishi, fototok kuchi;  $i_n$  – n-chi pog'onada,  $i_q$  – qorong'ilik va  $i_0$  – negativning toza joyida.



**5.17-rasm.** Quyosh spektrining fotometrik atlasi (M. Minnart) dan olingan natriy qo'shaloq sariq chiziqlari bor parcha.

Spektral chiziqning yon tomonlari keskin emas, balki silliq bo'ladi. Bu atomning energetik sathlari aniq keskin emasligini (Geyzenberg noaniqligi) ko'rsatadi. Chiziq o'zagining ikkala tomonida intensivlik undan uzoqlashgan sari avval, keskin keyin esa, asta-sekin o'zgarib («qanotlarda») boradi (1.5-rasm). Spektral chiziq ichida, tor to'lqin uzunliklar oraliq'ida ( $\Delta\lambda=\lambda-\lambda_0$ ), intensivlik katta miqdorlarda o'zgaradi. Shuning uchun fotografik fotometrik o'lashlarda bitta chiziq uchun bitta XECh kerak bo'ladi.

Spektral chiziq ichida intensivlikni chiziq yaqinidagi tutash spektr intensivliklari birliklarida ifodalash maqsadga muvofiqdir. Bu maqsadda chiziqning ikkala tomonida tutash spektr sathlari topiladi va ularga asoslanib chiziq ichida tutash spektrning faraziy sathi interpolatsiya qilish yo'li bilan topiladi. Agar chiziqning yon tomonlarida tutash spektr intensivligi katta farq qilmasa, interpolatsiya chiziqiy bo'lishi mumkin. Aks holda, kvadratik interpolatsiya usuli qo'llaniladi. Agar  $\lambda$  to'lqin uzunlikda chiziq ichida intensivlik  $I_\lambda$  va shu  $\lambda$  da interpolatsiya qilish bilan topilgan tutash spektr intensivligi —  $I_\lambda^0$  bo'lsa, u

holda chiziqning nisbiy qoldiq intensivligini  $r_\lambda = \frac{I_\lambda}{I_\lambda^0}$  ifodalaydi.

Qoldiq intensivlikni to'lqin uzunligi ( $\lambda$ ) bo'yicha o'zgarish grafigi **spektral chiziqning profili** deb ataladi (1.5-rasm). Chiziqning eng qora qismi uning markaziga ( $\lambda_0$ ) to'g'ri keladi va bu joydagi intensivlik **markaziy qoldiq intensivlik** deb ataladi. Chiziq markazidan chap va o'ng tomon uzoqlashgan sari, ya'ni uning qanotlarida, qoldiq intensivlik ( $r_\lambda$ ) orta boradi va tutash spektrda u birga teng bo'ladi. Qoldiq intensivlikning birdan ayirmasi ( $1-r_\lambda$ ) **chiziqning chuqurligi** deb ataladi va u chiziq markazidan uzoqlashgan sari kamayib bora-

di. Markaziy chuqurlikning yarmiga  $\frac{1-r_{\lambda_0}}{2}$  mos keladigan joyda chiziqning kengligi uning **yarim kengligi** deb ataladi. Tutash spektr faraziy sathi bilan chiziq profili hosil qilgan geometrik shaklning yuzasi **chiziqning ekvivalent kengligi** ( $W$ ) deb ataladi. U chiziq chuqurligidan uning ichiga mos keladigan to'lqin uzunliklar bo'yicha olingan integralga teng, ya'ni

$$W_\lambda = \int_{-\infty}^{+\infty} (1 - r_\lambda) d\lambda, \quad (5.33)$$

bu yerda integrallash chegaralari  $-\infty$  dan  $+\infty$  gacha ko'rsatilgan, aslida integrallash chiziq qanotlarining tutash spektr bilan ustma-ust tushadigan joylariigacha bajariladi. Chiziqlarning ekvivalent kengligi uzunlik birlik (odatda,  $\text{\AA}$  larda beriladi) ka ega va u spektral chiziqda yutilgan energiyani, tutash spektr energiyasi birligida ifodasini ko'rsatadi.

Spektral chiziqlarning profili va kengligi yulduz atmosferasining fizik holati va kimyoviy tarkibi to'g'risida muhim bilimlar beradi. Biroq, u qator xatoliklarga ega bo'lishi mumkin va haqiqiy bilimlar olish uchun bu xatoliklar hisobga olinishi kerak. Ularning eng asosiyлари: 1) spektrograf ichida va priyomnikda sochilgan yorug'lik, u chiziqlarning chuqurligini o'zgartiradi; 2) spektrografning **asbobiy profili** tufayli o'zgarishi bilan bog'liq xatolik. Agar spektrografning asbobiy profili chiziqnikidan keng bo'lsa, chiziq profili aslida asbobiy profilni o'zginasib bo'ladi. Bu xatolik ekvivalent kenglikni aniqlashga kam xato beradi; 3) chiziq ichida va yon tomonlarida tutash spektr sathini o'tkazishda qo'yilgan xatoliklar. Bu xatolar chiziqlarning ekvivalent kengligini aniqlashga katta ta'sir ko'rsatadi;

M. Minnart (1893-1970) boshliq gollandiyalik olimlar fotografik spektrofotometriya usuli bilan Quyosh spektrining fotometrik atlasini tuzishgan. Bu atlasda tutash spektr birliklarida 20 mingdan ortiq chiziqlarni ko'rish va profilini tekshirish mumkin. Bu chiziqlar orasida ekvivalent kengligi bir necha milli angstryomdan bir necha angtryomgacha (masalan, ultra-binafshadagi kalsiy ionining rezonans chiziqlari) bo'lgan chiziqlar bor. Quyosh spektridagi chiziqlarning bir qismi Yer atmosferasida hosil bo'lgan va ular **tellurik chiziqlar** deb ataladi. Masalan, spektrning yaqin infraqizil qismida (700-800 nm) suv molekulalari ( $H_2O$ ) ga tegishli chiziqlar ketma-ketligi bor. Bu chiziqlar keskin chegaraga, bir necha  $\text{\AA}$  ekvivalent kenglikka va bir birlik, ya'ni maksimal chuqurlikka ega. Bir birlik chuqurlikka nol nisbiy intensivlik to'g'ri keladi. Demak, bu tellurik chiziqlar ichida Quyosh nuri Yer atmosferasida to'la yutiladi va undan butunlay o'tmaydi. Ularni, spektrning qizil qismidagi vodorodning  $H_{\alpha}$  ( $\lambda 656,3 \text{ nm}$ ) chizig'i bilan solishtirib o'rganing.

Vodorodning  $H_{\alpha}$  chizig'ining ekvivalent kengligi ham 4  $\text{\AA}$  ga, biroq chuqurligi 0,84 ga teng. Quyosh gardishi cheti tomon bu chiziqlarning chuqurligi kamayib boradi (gardish cheti yaqinida u 0,77 ga teng). Demak, vodorod chizig'i markazida Quyosh nurlanish sochadi

va bu nurlanish Quyoshning atmosferasidan chiqadi. Chunki, atmosferaning qarash chizig'ida yotgan qalinligi gardish cheti tomon ortib boradi va shuning uchun Quyoshdan vodorod chizig'i nurida chiqayotgan nurlanish intensivligi gardish cheti tomon ortib boradi.

Quyosh spektridagi vodorod atomi chizig'i ( $H_{\beta}$ ) keng qanotlarga ega. Yuqorida tilga olingan tellurik chiziqlar deyarli qanotga ega emas. Ma'lumki, qanotlar atom to'qnashishlari natijasida hosil bo'ladi (lorentscha profil, 1.6-rasmni chap tomondagisi). Quyosh atmosferasida temperatura yuqori (6-10 ming gradus), Yer atmosferasida esa, balandlik bo'yicha plus 20 dan minus 50 gradusgacha pasayib boradi. Atomlarning xaotik (betartib) tezligi temperaturaga bog'liq, temperatura qancha yuqori bo'lsa, bunday tezlik shuncha katta bo'ladi. Birinchidan, tez atomlarda yutilgan va chiqarilgan foton chastotasi qo'zg'almas atomnikidan farq qiladi (Dopler effekti). Ikkinchidan, tez atomni boshqa shunday atomlar bilan to'qnashishi tez-tez ro'y berib turadi va to'qnashish paytida atomlar energiya almashishadi: birining energiyasi biroz oshsa, ikkinchisini shunchaga kamayadi. Agar to'qnashish paytida atom energiya yutsa (chiqarsa), bu yutilgan (chiqarilgan) energiya endi chiziq markaziga emas, balki uning qanotlariga to'g'ri keladi (lorentscha profil). Shuning uchun Quyoshning spektral chiziqlari tellurik chiziqlarga nisbatan keng qanotlarga ega bo'ladi.

Biroq fotografik spektrofotometriyaning xatosi katta, 10% atrofida bo'ladi. Bu jihatdan fotoelektrik spektrofotomertiya yuqori turadi.

**b). Fotoelektrik spektrofotometriya.** Spektrofotometrik o'lchashlar elektrofotometr yordamida bajarilganda yuqori aniqlikdagi ma'lumotlar olinadi. Elektrospektrofotometr kirish va chiqish tirkishlarga ega spektrografdan va chiqish tirkishi orqasiga o'rnatiladigan noselektiv elektrofotometrdan (bolometr yoki radiometr) tashkil topadi. Chiqish tirkishini dispersiya yo'nalishida bir tekis yuritib borish yoki spektrni qo'zg'almas chiqish tirkishi oldida shunday tarzda siljitim (difraksiyon panjarani shtrixlariga parallel o'q atrofida aylan-tirish) yo'li bilan yoritqichning spektri qog'oz yoki magnit tasmaga yozib olinadi. Bunday yozuvlarda tutash spektr keng spektral diapozon ( $200 \text{ nm}$ ) da to'lqin uzunligi ( $\lambda$ ) bo'yicha intensivligi astasekin o'zgarib boruvchi egrи chiziq sifatida, spektral chiziqlar esa tutash spektr egrisidagi ma'lum tor diapozonlar ( $0.1-1 \text{ nm}$ ) da intensivlikni keskin tushishi sifatida namoyon bo'ladi. Spektrofotometrda hosil bo'lgan fototok bilan chiqish tirkishidan o'tayotgan

monoxromatik oqim orasida chiziqiy bog'lanish mavjud va u maxsus tekshirishlar natijasida topiladi va nazorat qilib boriladi. Shuning uchun elektrospektrofotometrning shkalasi va unda olingan spektrning bunday yozuvi, odatda, energetik  $wt/g\cdot s\cdot m^2\cdot sr$  birliklarda ifodalanadi. Magnit lentaga yozib olingan spektrning yozuvi analog (fototok) – raqam almashtirgich (ATsP – analog sifra almashtirgich) yordamida raqamlar ketma-ketligi sifatida komp'yuterga yozib olinadi. Komp'yuter dasturi yordamida bu yozuvdan spektral chiziqlarning profili tutash spektr sathiga nisbatan osonlikcha topiladi. Yulduzlarning spektrofotometrik atlaslarida har bir  $\lambda$  da yulduz spektrining intensivligi shu joy ( $\lambda$ ) ga to'g'ri keladigan tutash spektr intensivligi birliklarida ifodalanadi, ya'ni normalashtiriladi (mas. Minnart atlasi (5.17-rasm atlasning kichik bir qismi) Quyoshning shunday spektridir). Bunday atlaslarda, yuqorida ko'rilgan Quyoshning fotometrik atlasi singari, tutash spektr sathi bir birlikka teng bo'lib, spektral chiziqlar tutash spektr sathida nisbiy intensivlikni pasayishi sifatida namoyon bo'ladi. Yulduz spektri atlaslari, spektral chiziqlarini o'lchashda va yulduz atmosferasining fizik holati va kimyoiy tarkibini o'rganishda qo'llaniladi.

Yulduz spektrini elektrofotometr yordamida yozib olish Gettysburg (AQSh) universitetu olimlari tomonidan komp'yuter dasturiy mahsulot sifatida CLEA (Contemporal Laboratory Exercise on Astronomi) va VIREO (VIRtual Educational Observatoty) nomli dasturlarda keltirilgan. Bu dasturiy mahsulotlar [www.gettysburg.edu/CLEA](http://www.gettysburg.edu/CLEA) web sahifadan olinishi mumkin. Agar VIREO komp'yuterga instolyatsiya qilinsa unda 10 ga yaqin laboratoriya ishlari qatori "Stellar spectral classification" nomli laboratoriya ishi bor. Bu ishda bir necha ming yulduzning spektrini olish mumkin.

Tutash spektrda intensivlikni to'lqin uzunlik  $\lambda$  bo'yicha astasekin o'zgarishi yoritqich spektrida energiyani taqsimlanishini tasvirlaydi. Shuning uchun elektrospektrofotometr yordamida olingan bunday yozuvlar (5.13) formula bo'yicha temperaturaning har xil qiymatlari uchun hisoblangan taqsimotlar bilan solishtirilishi mumkin va bunday solishtirishlar natijasida taqsimot temperaturasi topiladi.

Agar spektrofotometrik o'lchashlarda selektiv elektrofotometr qo'llanilgan bo'lsa, fotokatodning spektral sezgirligi hisobga olinishi kerak. Bunday spektrofotometrning ko'rsatishlari ( $s_{\lambda}$ ) spek-

trofotometrning spektral sezgirligiga bo‘linishi kerak. Bunday o‘l-chash natijalari Yer atmosferasida nurlanishning yutilishiga tuza-tilishi kerak.

Yuqorida keltirilganlardan ko‘rinib turibdiki, fotoelektrik spektrofotometriyada spektr bevosita yozib olinadi. Fotografik fotometriyada esa bu ish, avval spektrni fotoplastinkaga tushirishni, keyin spektrogrammani mikrofotometrda o‘lchashni ko‘zda tutadi. Fotografik spektrofotometriyani Quyoshga nisbatan qo‘llash mumkin. Yulduz-larning yorug‘ligi kuchsiz, spektri esa yana bir necha marta kuchsizlanadi. Shuning uchun fotoelektrik spektrofotometriya yulduzlar spektrini fotometriyalashda yaxshi samara beradi.

**5.9.3. Yulduz elektrospektrofotometriyası.** Ma’lumki, Yer atmosferasining notinchligi tufayli yulduz tasviri miltillab va tebranib turadi. Bu, ayniqsa, spektrni bevosita yozib olishda, spektrografning kirish (shuningdek, chiqish) tirqishida noxush holga olib keladi. Tasvirni miltillashi va tebranishi elektrofotometr signalini katta amplituda (spektral chiziq chuqurligi darajasigacha) bilan sakrashlariga sabab bo ladi. Bu spektral tekshirishlar aniqligini tushirib yuboradi. Yulduz elektrospektrofotometri ana shu noxushlikni kamaytirishga mo‘ljallangan. U ikki tarmoqli (ikkita FEK dan iborat)) bo‘lib, tarmoqlarning biriga yulduz spektrning tekshirilayotgan qismi ikkinchisiga esa boshqa bir oldindan tanlangan tayanch qismi (masalan difraksion spektrografda nolinchi tartib) tushiriladi va tarmoqlarda signallarining ayirmasi qayd qilinadi. Ayirma signal (fototok) ni amplitudasi juda kam va spektrdan olingan yozuv yuqori sifatlari bo‘ladi.

Yulduz spektri chiqish tirqishi oldida dispersiya yo‘nalishida bir tekis siljitiq boriladi va ayirma signal o‘zi yozib oluvchi asbob yordamida qog‘oz yoki magnit tasimaga yozib olinadi. Bunday yozuvlarining xatosi 1-2% dan oshmaydi. Agar elektrospektrofotometrning ko‘rsatishi kolibrovka qilingan, ya’ni uni ko‘rsatishi oqim quvvati zinchligi birliklarida bo‘lsa, bunday asbob yordamida olingan yozuv yulduzning, qora, yutilish chiziqlari bilan kesilgan, tutash spektrida intensivlikni (energiyanı) to‘lqin uzunliigi ( $\lambda$ ) bo‘yicha taqsimlanishini tasvirlaydi. Bu taqsimot absolut qora jism spektridagi taqsimot bilan solishtiriladi, natijada yulduzning rang yoki taqsimot temperaturasi topiladi.

## Savollar

- 1). Spektrogramma-negativni fotometriyalash uchun nimalar qilish kerak?
- 2). Negativda spektral chiziqlar qanday ko‘rinishga ega?
- 3). Spektral chiziq profili nima va u qanday olinadi?
- 4). Spektral chiziq ekvivalent kengligi nimani ko‘rsatadi va u qanday topiladi?
- 5). Yulduz spektrometri qanday asbob va u nima maqsadda qo‘llaniladi?

### **5.9.4. Osmon yoritqichlari spektrida chiziqlarning to‘lqin uzunligini aniqlash**

**a). Spektral chiziq to‘lqin uzunligini aniqlashning mohiyati.** Osmon yoritqichlari spektrida chiziqlarning to‘lqin uzunligini aniqlash amaliy astrofizikaning eng muhim masalasi hisoblanadi. Osmon yoritqichining kimyoviy tarkibini aniqlashda uning spektridagi chiziq qaysi kimyoviy elementga tegishli bo‘lishi hal qiluvchi ahamiyat kasb etadi. Quyosh va yulduzlarning fazoviy tezliklarini topishda tezlikning qarash chizig‘i bo‘ylab yo‘nalgan tashkil etuvchisini topish zarur bo‘ladi. Bu tashkil etuvchi Doppler effekti tufayli spektral chiziqning spektrda egallagan o‘rnini, ya’ni to‘lqin uzunligini o‘zgartiradi, spektral chiziq qo‘zg’olmas manba spektridagi o‘rniga nisbatan siljiydi. Chiziqning bu siljish miqdori va yo‘nalishiga ko‘ra osmon yoritqichining qarash chizig‘i bo‘ylab harakat tezligi miqdori va yo‘nalishi aniqlanadi.

**b). Spektral chiziqlarning standart to‘lqin uzunligi.** Spektral chiziq to‘lqin uzunligining absolut qiymati laboratoriya sharoitida uni interferometr yordamida standart metr bilan solishtirib aniqlanadi. Hozirgi paytda bosh standart sifatida kripton izotopining  $Kr^{86}$  suyuq havo temperaturasida gazsimon chaqnash spektridagi to‘q sariq (zarg‘aldoq) chizig‘ining to‘lqin uzunligi  $\lambda_{st} = 605,78021 \text{ nm}$  qabul qilingan. Bu chiziq to‘lqin uzunliklarida standart metrning uzunlini  $1650763,72 \text{ \AA}$  ga teng bo‘ladi. Keng targalgan xalqaro to‘lqin uzunliklar tizmi  $+15^\circ \text{ C}$  va  $760 \text{ mm}$  atmosfera bosimida aniqlangan kadmiyning qizil chizig‘i to‘lqin uzunligi  $\lambda_{st} = 643,84696 \text{ nm}$  qabul qilingan. Bu to‘lqin uzunligi birliklarida interferometrik o‘lchash yo‘li bilan «ikkilamchi standartlar» aniqlangan. Bu  $\lambda 244,8-667,8 \text{ nm}$

to'lqin uzunliklar diapozonida joylashgan temir atomlarining 306 ta, kripton vaneon atomlarining 20 tadan spektral chiziqlari va ularning to'lqin uzunliklari bo'ladi.

**s). Quyosh spektral chiziqlari jadvali.** Quyosh spektrida to'lqin uzunliklarni o'lchashda natriyning sariq chizig'i  $\lambda=589,6156$  nm qo'llanilgan. Bu chiziq keng o'zakka va qanolarga ega, shuning uchun uning to'lqin uzunligini o'lchash aniqligi past. Quyosh spektridagi chiziqlarning to'lqin uzunliklari natriy chizigiga asoslanib birinchilor Maunt Vilson observatoriyasida (AQSh) o'lchanigan va jadval sifatida nashr etilgan (Rouland jadvali). 1907-yilda kadmiy chizig'i xalqaro standart sifatida qabul qilingandan keyin, Quyosh spektral chiziqlarini temir chiziqlariga nisbatan qayta o'lchash amalga oshirildi (Sent-Jon va Bebek). 1928-yilda tuzatilgan Rouland jadvali qayta nashr etildi. Yuqori aniqlikka ega bo'lmasada bu jadval keng tarqalgan va u «Tuzatilgan ikkinchi Rouland jadvali» deb ataladi. Bu jadvalda ingichka va keskin profilga ega tellurik chiziqlarni reper sifatida qo'llash tavsija etilgan. Quyosh yuzida magnit maydonlar va nuriy tezlik xaritalarini tuzishda shu tellurik chiziqlar (masalan, 630.1199 nm) reper sifatida qo'llaniladi.

**5.9.5. Nisbiy o'lhashlardan spektral chiziqlar to'lqin uzunligini aniqlash.** To'lqin uzunliklarining ikkilamchi standartiga tegishli chiziqlarning to'lqin uzunligi ham interferometr yordamida o'lchanadi. Bunday interferometrik o'lhashlarni keng ko'lamda bajarib bo'lmaydi. Shuning uchun amalda boshqa chiziqlarning to'lqin uzunligi ikkilamchi chiziqlarga nisbatan o'lchanadi. Ikkilamchi chiziqlarning ko'pchiligi temir atomlariga tegishli va ularni spektrning xohlagan qismida topish mumkin. Bu chiziqlarni spektrogrammaga tushirish kerak bo'ladi. Bu amal osmon yoritqichi spektri ustiga va ostiga solishtirish spektrini hosil qilishni talab etadi.

**a). Solishtirish spektri.** Solishtirish spektrini temir tayoqchalar orasida ro'y beradigan elektr yoyi (elektr payvandchilar qo'llaydigan) berishi mumkin. Osmon yoritqichi spektridagi chiziqlarning to'lqin uzunligi solishtirish spektridagi chiziqlarga nisbatan o'lchanadi. Tekshirilayotgan chiziqning to'lqin uzunligi solishtirish spektridagi chiziqlarning (ularning biri tekshirilayotgan chiziqning qisqa to'lqinli, ikkinchisi uzun to'lqin tomonida) to'lqin uzunliklarini interpolatsiya qilish yo'li bilan topiladi.

**5.18-rasm.** Yulduz spektri (tasma o'rtasida, qora chiziqlar bilan kesilgan oq tasma) solishtirish spektri (tasmaning ustki va pastki qismlarida, yorug' chiziqlar) bilan birgalikda.

**b). Prizmali spektrografda olingan spektrda o'lhashlar.** Prizmali spektrograflarda olingan spektrlarda dispersiya to'lqin uzunlik bo'yicha o'zgarib boradi (qisqa to'lqinlar tomon kamayadi). Bunday spektrogrammada nisbiy o'lhashlar Kornyu formulasiga (3.3) yoki quyidagi Gartman formulasiga asoslanadi

$$(\lambda - \lambda_0)^\alpha = \frac{C}{n - n_0}, \quad (5.34)$$

bu yerda  $\lambda_0$ ,  $n_0$  va  $S$  o'zgarmas miqdorlar,  $\alpha$  ham birdan kichik o'zgarmas son;  $\alpha$  va  $\lambda_0$  dispersiyani o'zgarishni belgilaydi;  $n_0$  – spektrogrammani komparator (spektrogrammani o'lhashga mo'l-jallangan asbob) stolchasiga joylashtirishga bog'liq;  $C$  – komparator vinti yo'li bahosiga va o'lchanayotgan spektr sohasiga bog'liq.

Kornyu doimiyliklari ( $\lambda_0$ ,  $n_0$  va  $C$ ) qiymatini topish uchun solishtirish spektrida uchta chiziqning holati ( $n_1$ ,  $n_2$ ,  $n_3$ ) o'lchanadi va ularning oldindan ma'lum bo'lgan to'lqin uzunliklari ( $\lambda_1$ ,  $\lambda_2$ ,  $\lambda_3$ ) ga asosan uchta tenglama tuziladi. Bu tenglamalarni yechib  $\lambda_0$ ,  $n_0$  va  $C$  topiladi.

**s). Difraksiyon spektrda o'lhashlar.** Difraktsion spektrografda olingan spektrogrammada dispersiya spektr bo'ylab deyarli o'zgarmaydi. Bu chiziqning to'lqin uzunligini aniqlashda chiziqiy interpolatsiyadan foydalanishni ta'minlaydi. Masalan, ikkala tomonida bittadan ikkita chiziq ( $\lambda_1$ ,  $\lambda_2$ ) bo'lgan tekshirilayotgan chiziqning to'lqin uzunligi  $\lambda$ , uning uchun komparatorda o'lchangani quyidagi formula bilan hisoblanadi:

$$\lambda = \lambda_1 + \frac{\lambda_2 - \lambda_1}{n_2 - n_1} (n - n_1). \quad (5.35)$$

Keng spektral sohalar uchun quyidagi shakldagi kvadratik formula qo'llaniladi:

$$\lambda = \lambda_1 + a(n - n_1) + b(n - n_1)^2. \quad (5.36)$$

Bu yerda  $a$  va  $b$  o'zgarmas miqdorlar va ular solishtirish spektridagi  $\lambda_1$  chiziqdan boshqa yana ikkita chiziqnini o'lchashdan aniqlanadi. O'lhash natijalariga asoslanib tenglamalar sistemasi tuziladi va ular kvadratik xatolarni minimumlashtiruvchi usul bilan yechiladi ( $a$  va  $b$  aniqlanadi). Aniqlangan bu  $a$  va  $b$  o'zgarmas miqdorlarni, yulduz spektridagi chiziqning o'lchashdan topilgan  $n$  ni va solishtirish spektridagi standart chiziqqa tegishli ( $\lambda_1$ ,  $n_1$ ) qiymatlarni (5.36) tenglamaga qo'yib yulduz spektridagi chiziqning to'lqin uzunligi  $\lambda$  hisoblab topiladi.

## **VI BOB. YULDUZLARNING FIZIK KO'RSATKICHLARINI ANIQLASH USULLARI**

Yulduzlarning fizik ko'rsatkichlari ularni astrofizik usullar bilan tekshirish natijasida aniqlanadi. Masalan, yulduz sirtining temperaturasi spektrofotometrik va kolorimetrik o'lchashlardan, yulduzning radiusi yulduz interferometri yordamida o'lchanadi yoki temperaturasi va absolut yulduziy kattaligi va ko'rinma burchak kattaligi o'lchanan yulduzlar uchun oddiy hisoblashlar orqali topiladi. Yulduz atmosferasida modda zichligi va atmosferaning kimyoviy tarkibi, shuningdek, yulduzni o'q atrofida aylanish tezligi va magnit maydoni spektral chiziqlari profilini o'lhash va tekshirishlar yo'li bilan aniqlanadi. Qo'shaloq yulduz a'zolarining massasi ularga Keplerning uchinchi umumlashtirilgan qonunini qo'llash yo'li bilan aniqlanadi, yakka yulduzlarning massasi «massa - yorqinlik» bog'lanishidan foydalanib baholanadi. Yulduzning fazoda nuriy tezligi, spektral chiziqlarining to'lqin uzunligini aniq o'lhash yo'li bilan topiladi.

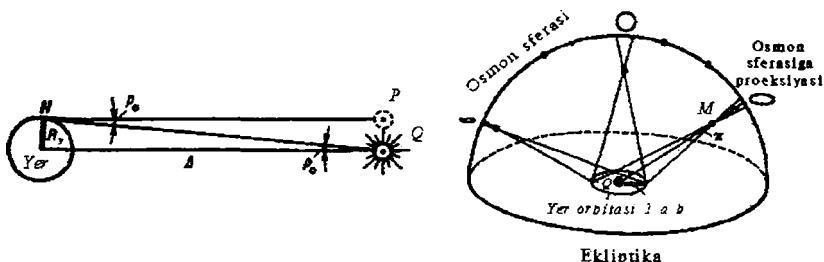
Yulduzlarning ayrim fizik ko'rsatgichlarini aniqlashda ularning uzoqligini bilish zarur bo'ladi. Masalan, eletrofotometr yordamida o'lchanan yulduzning ko'rinma yulduziy kattaligi kuzatish joyida yulduz hosil qilayotgan yoritilganlikka asosan topiladi. Ma'lumki, yoritilganlik masofaning kvadratiga teskari proporsional o'zgaradi. Yaqindagi kuchsiz yulduz uzoqdagi kuchli yulduzdan ko'p yoritishi mumkin. Demak osmon yoritqichlarining yorug'ligiga ko'ra, fizik ko'satkichlarini aniqlash uchun ularning uzoqliklarini bilishimiz kerak bo'ladi.

### ***6.1. Osmon yoritqichlarining uzoqligini aniqlash usullari***

Osmon yoritqichlarining uzoqligini aniqlash usullarini uchg'a bo'lish mumkin: birinchi (trigonometrik) usul kuzatish joyi o'zgarganda yaqin yoritqichni uzoqdagi yoritqichga nisbatan ko'rinma siljishini (parallaktik siljishni yoki parallaksini) o'lhashga asoslangan; ikkinchi usul yoritqichning boshqa yo'llar bilan aniqlangan

absolut va elektrofotometr yordamida o'lchanan ko'rinma yulduziy kattaligiga ko'ra hisoblashga asoslangan; uchinchi usul yulduzning spektral va yorqinlik sinfiga ko'ra uning uzoqligini (spektral parallaks) topishga asoslangan.

**a). Trigonometrik usul.** Bu usulni nisbatan yaqin osmon yoritqichlarini uzoqligini o'lchashda qo'llash mumkin bo'ladi. Kuzatish joyini o'zgartirish amalda bir-biridan yetarli daraja (Oy, Quyosh va sayyoralar uzoqligini o'lchashda Yer shari radius kattaligida (6.1-rasm, a), yulduzlar uzoqligini o'lchashda Yer orbitasi kattaligida (6.2-rasm, b)) uzoqda bo'lgan ikkita joy ( $A$  va  $B$ ) dan yoritqichni kuzatish va koordinatalarini aniqlashga asoslangan.



**6.1-rasm.** Yoritqichning parallaksini aniqlash. Chapda Quyosh sistemasi jismlarining gorizontal parallaksini aniqlash, o'ngda esa yulduzlarning yillik parallaksini.

Oy va sayyoralarining parallaksini aniqlashda bitta meredianda yotgan ikkita,  $A$  va  $B$ , geografik punktdan bir vaqtida uzoqligi aniqlanayotgan yoritqich (Oy yoki sayyora) ning zenit masofasi o'lchanadi. Kuzatish joylarining geografik kenglamalari ( $\varphi_A$  va  $\varphi_B$ ) ni bilgan holda yoritqichning parallaktik siljishi (**u gorizontal parallaks deb ataladi**) uning o'lchanan zenit masofalari ( $z_A$  va  $z_B$ ) dan quyidagi formula yordamida hisoblanadi:

$$p = \frac{(\varphi_A - z_A) - (\varphi_B - z_B)}{\sin z_B - \sin z_A}. \quad (6.1)$$

Yoritqich (Oy va sayyoralar) ning gorizontal parallaksi gorizont yaqinida eng katta qiymatga ega bo'ladi va uni o'lchashda ro'y beradigan nisbiy xato kichik bo'lishi mumkin. Yer radiusi ( $R_{\oplus}$ ) ni

bilgan holda gorizontal parallaksiga ko'ra yoritqichning uzoqligini hisoblab topish mumkin.

$$r = \frac{R_{\oplus}}{\sin p} = R_{\oplus} \frac{206265}{p}. \quad (6.2)$$

Odatda, sayyoralarining gorizontal parallaks kichik (Oyning gorizontal parallaksi eng katta bo'ladi va u 57 yoy minutiga teng) burchak, shuning uchun yuqorida formulada sinusni ( $\sin p$ ) sekundlarda ifodalanigan uning argumentini ( $p$ ) bilan almashtirdik.

Yulduzlarning parallaktik siljishi bir burchak sekunddan kichik va uni o'lhashda Yer o'lchamlari (diametri ham) yetarli emas bo'lib chiqadi va bunda kuzatish joyining o'zgarishini yana ham kattaroq tanlash kerak bo'ladi. Bunday joyni o'zgartirishi sifatida Yerning Quyosh atrofida aylanishi natijasida kuzatish joyini o'zgarishidan foydalanish maqsadga muvofiq bo'ladi. Yer yarim yilda Quyosh atrofida orbital aylanishi natijasida  $A$  nuqtadan  $B$  (Quyoshga nisbatan qarama-qarshi) nuqtaga o'tadi (6.1-rasm, b). Bunda yaqin yulduzlar uzoq yulduzlarga nisbatan parallaktik siljish ko'rsatadilar: eng yaqin yulduz eng katta va uzoqroqdagagi yulduz kichikroq (eng uzoqdagisining parallaktik siljishi o'lchab bo'lmaydigan darajada kichik (nolga teng) bo'ladi). Bunday usul bilan o'lchangan parallaktik siljish **yillik parallaks** deb ataladi. Eng yaqin yulduzning (u Proksima, ya'ni eng yaqin deb ataladi) yillik parallaksi  $0^{\circ}751$  ga teng bo'ladi. Agar  $a$  Yer orbitasining katta yarim o'qi (u  $a=149600000 \text{ km}$  ga teng va astronomik masofa birligi, qisqacha astronomik birlik, a.b.) bo'lsa, u holda,  $\pi'$  yillik parallaksga ega yulduzning uzoqligi

$$r = \frac{a}{\sin \pi'} = a \frac{206265}{\pi'} = \frac{1}{\pi'} \quad (6.3)$$

parsek bo'ladi. Yillik parallaks  $\pi'$  yoy sekundlarida ifodalanadi va bir yilda yulduzning osmon sferasida o'mni jami  $2\pi'$  ga siljiydi. Ekliptika qutbi yaqinidagi yulduz yil davomida diametri  $2\pi'$  bo'lgan ko'rinchma aylana yo'lni o'tadi. Ekliptika tekisligidagi yulduz esa o'zining o'rtacha vaziyatidan qarama-qarshi tomonlarga qarab  $\pm\pi'$  ga siljiydi. Astronomiyada yulduzlarning uzoqligini o'lhashda parsek (parallaktik sekund) qabul qilingan. Agar  $\pi'=1'$  bo'lsa  $r=206265 \cdot a=206265 \text{ a.b.}=1 \text{ parsek}=1 \text{ ps.}$

Yulduzning parallaktik siljishi juda uzoqdagi yulduzlarga yoki boshqa galaktikalarga nisbatan uning ekliptik koordinatalarini o'l-

chashdan topiladi. Yillik parallaksni o'lchaniga asoslangan usul eng uzoq yulduzni ekliptik koordinatalarni o'lchananligi belgilaydi. Hozirgi zamonda yulduz koordinatalari  $\pm 0,001''$  xatolik bilan o'lchanadi, demak, hozirgi zamon o'lchan asboblari 1000 ps uzoqlikkacha bo'lgan yulduzlar masofasini aniqlashi mumkin. Bunday yulduzlar Quyosh atrofida joylashgan va ularning soni 7500 taga yetadi. Agar Galaktika markazigacha masofa 10 ming ps ligini hisobga olsak, parallaksi o'lchananligi bo'lgan eng uzoq yulduzning uzoqligi bundan o'n marta kichikligi ma'lum bo'ladi. Demak, yillik parallaksiga nisbatan masofasi aniqlangan yulduzlar ko'p emas. Biroq, yulduzlarning ayrim umumiyligini qonuniyatlarini chiqarishda bu yetarli bo'ladi. Yana ham uzoqda joylashgan yulduzlarning uzoqligi ularning boshqa ko'rsatgichlari va xususiyatlariga asoslanib topiladi.

**b). Absolut kattaligi ma'lum yulduzlarning uzoqligini aniqlash.** Agar yulduzning absolut kattaligi ( $M$ ) ma'lum bo'lsa, uning ko'rinma yulduziy kattaligi ( $m$ ) ni o'lchan masofa moduli formasidan uning uzoqligini hisoblab topish mumkin:

$$r = 10^{1-0.2(M-m)}, \text{ ps.} \quad (6.4)$$

Yulduzning absolut kattaligini topishning bir necha usullari bor:  
 1). Sefeidalarning absolut kattaligi bilan pulsatsiyalanish davri orasida bog'lanish topilgan. Bu bog'lanishni amerikalik astronom X. Levitt (1868-1921) 1907-yilda Magellan Bulutlaridagi sefeidlarni tekshirishdan kashf etgan. Sefeidalarning pulsatsiyalanish davri aniqlangan hamda ko'rinma kattaligi o'lchanan bo'lsa, Levitt bog'lanishidan  $M$  ni va (6.4) dan uzoqligi topiladi. 2) Yangi va o'ta yangi yulduzlarning absolut kattaligi ma'lum qiymatlarga teng bo'ladi. Agar kuza-tishdan yulduzning yangi (o'ta yangi) ligi va maksimumda ko'rinma kattaligi o'lchanan bo'lsa, (6.4) formuladan foydalananib uning uzoqligi hisoblab topiladi.

**s). Yulduzning spektral va yorqinlik sinflariga ko'ra uzoqligini aniqlash.** Agar yulduzning yaxshi sifatlari spektri olingan hamda ko'rinma kattaligi o'lchanan bo'lsa, uning spektridan spektral va yorqinlik sinflari aniqlanishi mumkin (keyingi bobning oxirida keltirilgan). Masofasi ma'lum bo'lgan yulduzlar bo'yicha tuzilgan «Spektr-yorqinlik» diagrammasidan endi tekshirilayotgan yulduzning absolut kattaligini topamiz va ko'rinma kattaligini bilgan holda (6.4) formula yordamida uning uzoqligi hisoblab topiladi.

## 6.2. Yulduzlar temperaturasini aniqlash usullari

Yulduzlar temperaturasini aniqlashning bir necha usullari ishlab chiqilgan va astrofizik amaliyotda qo'llaniladi.

a). **Yulduzlarning effektiv temperaturasini aniqlash.** Yulduzning nurlanish energiyasi asosan uning tutash spektrida sochiladi. Bu spektr yulduzning fotosfera (yorug'lik sferasi demakdir) deb ataluvchi qatlamidan sochiladi. Demak, biz yulduzning nuriy energiyasini o'lhash yo'li bilan ana shu fotosfera qatlamning temperaturasini va radiusini aniqlashimiz mumkin. Bunda fotosfera absolut qora jism singari nurlanish sochadi deb qabul qilinadi. Shuning uchun bu qatlamga Plank (1.8) va Stefan-Bolsman (1.10) qonunlarini qo'llashimiz mumkin. Bu qonunlar burchakiy diametri ma'lum bo'lgan yulduzning yorug'ligini (yulduziy kattaligini) o'lhash yo'li bilan uning effektiv temperaturasini va radiusini o'lhashga imkon beradi.

Yulduzning yorqinligi ( $L$ ) uning sirti yuziasi ( $4\pi R^2 - R$  – yulduz radiusi) ni yuza birligidan sochilayotgan quvvat ( $\varepsilon$ ) ko'paytmasiga teng, ya'ni  $L=4\pi R^2 \cdot \varepsilon$ . Bu quvvat bolometr (nuriy energiyani noselektiv (tanlamasdan) o'lchaydigan asbob) yordamida o'lchanadi va u yulduzdan barcha spektral diapazonlarda sochilayotgan energiyalar yigindisiga teng. Yulduz absolut qora jism singari nurlanish sochadi deb hisoblansa, uning yuza birligidan sochilayotgan to'la energiya temperaturaning to'rtinchisi darajasiga proporsional (1.10) bo'ladi, ya'ni

$$\varepsilon = \sigma T_e^4. \quad (6.5)$$

Bu Stefan-Bolsman qonunidir,  $\sigma=5,67 \cdot 10^{-12} \text{ vt/sm}^2 \text{ grad}^4$  va bu yerda  $T_e$  effektiv temperatura deb ataladi. Yulduz yuzidan sochilayotgan bu  $L$  quvvat undan  $r$  uzoqlikda turgan Yer yuzidagi nurlanish priyomnigida  $E = \frac{L}{4\pi r^2} = \sigma T_e^4 \left(\frac{R}{r}\right)^2$  yoritilganlik hosil qiladi. Agar yulduzning yoy sekundlarida ifodalangan burchakiy diametrini  $d=206265(2\frac{R}{r})$  bilan belgilasak, u holda, uning effektiv temperaturasini

$$T_e = 642,3 \cdot \sqrt[4]{\frac{E}{\sigma d^2}}, \quad (6.6)$$

bu yerda  $E$  bolometrik yulduz kattaligi ( $m_b$ ) orqali ifodalaniishi kerak. Quyosh va yulduzga nisbatan Pogson formulasini yozamiz:

$$\lg\left(\frac{E_*}{E}\right) = 0,4(m_b^* - m_b^{\circ}) , \quad (6.7)$$

bu yerda  $E$  va  $m_b^{\circ}$  – Quyosh,  $E_*$  va  $m_b^*$  – yulduz hosil qilayotgan yoritilganlik va uning bolometrik yulduziy kattaligi. Agar Quyoshning bolometrik yulduziy kattaligi  $m_b^{\circ} = -26,82$ , yorqinligi  $E = 130000$  lk ekanligi hisobga olinsa, u holda,

$$\lg E_* = \lg E - 10,73 - 0,4m_b^* \text{ va } \lg \frac{E_*}{\sigma} = 10,38 . \quad (6.8)$$

Endi (6.5) ni logariflaysiz va (6.7) ni hisobga olsak, u holda yulduz uchun quyidagi ifodani topamiz:

$$\lg T_c = 2,718 - 0,1m_b^* - 0,5 \lg d . \quad (6.9)$$

Bu usulni faqat burchakiy diametri ( $d$ ) o'lchanagan 50 tacha yulduzga nisbatan qo'llanilash mumkin. Bu yulduzlarning vizual nurlarda yulduziy kattaligi  $m_V$  o'lchanadi va ularning spektral sinfiga ko'ra bolometrik tuzatmasi ( $\Delta m_b$ ) topiladi (5.9-jadval) va bolometrik yulduziy kattaligi  $m_b = m_V + \Delta m_b$  hisoblab topiladi.

**b). Yulduzlar temperaturasini aniqlashning kolorimetrik usuli.** Yulduzlarning rang ko'rsatkichlari bizga ularning spektrida energiyani taqsimlanishi to'g'risida ma'lumot beradi. Ma'lumki, absolut qora jismning (yulduzning ichki, zinch qatlamlari shunday) spektrida energiyani taqsimlanishi nurlanishning to'lqin uzunligi ( $\lambda$ ) ga va manb'aning temperaturasi ( $T$ ) ga bog'liq. Demak, har xil spektral diaazonlarda o'lchanagan yulduziy kattaliklar ayirmasi to'lqin uzunligiga va temperaturaga bog'liq.

Astrofotometrik o'lhashlarda biz ma'lum ( $\lambda_1$  dan  $\lambda_2$  gacha) spektral diaazonda (oraliqda) yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimi ( $F(\lambda_1, \lambda_2)$ ) ni o'lchaymiz. Odatta, bunday o'lhashlar nisbiy xarakterga ega, ya'ni bir yulduzning yorug'ligi boshqa yulduzniki bilan yoki birorta yulduzning bir spektral diaazonidagi yorug'ligi boshqa diaazonidagisi bilan solishtirib o'lchanadi. Shuning uchun

$$\frac{F(\lambda_1, \lambda_2)}{F(\lambda_3, \lambda_4)} = \frac{E(\lambda_1, \lambda_2)}{E(\lambda_3, \lambda_4)} = \frac{I(\lambda_1, \lambda_2)}{I(\lambda_3, \lambda_4)},$$

ya'ni, oqimlar yoki yoritilganliklar nisbati o'rnidagi shu oraliqlarda oqimning o'rtacha spektral zichligini yoki intensivlik, ishlatish

mumkin. Bu nisbat monoxromatik nurlanish uchun (5.12) formulaga asosan quyidagicha ko'rnishga ega:

$$\frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)} = \frac{I(\lambda_2, T)}{I(\lambda_1, T)} = \left( \frac{\lambda_1}{\lambda_2} \right)^s \exp \left( c_2 \left( \frac{\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2}}{T} \right) \right) \quad (6.10)$$

Agar bu nisbatga Pogson formulasini qo'llasak

$$\lg \frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)} = 0,4(m(\lambda_1) - m(\lambda_2)) = 5(\lg \lambda_1 - \lg \lambda_2) + c_2 \lg \frac{\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2}}{T}$$

ni olamiz.  $C_e = m(\lambda_1) - m(\lambda_2) = 2,5 \lg \frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)}$  belgilash kiritsak, u

holda,  $C_e$  – rang ekvivalenti deb ataladi. Agar  $C_0 = 12,5(\lg \lambda_1 - \lg \lambda_2)$  belgilash kiritsak, u holda

$$C_e = C_0 + 1,56 \frac{\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2}}{T}. \quad (6.11)$$

Bundan  $T = 1,56 \frac{\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2}}{C_2 - C_0}$  va  $\lambda$  – to'lqin uzunliklar, sm larda. Bu

formulalar monoxromatik nurlanishni ideal priyomnik bilan ideal sharoitlarda o'lhash uchun chiqarildi. Real sharoitlarda biz Yer atmosferasida va teleskopning optik qismlari va sirtlarida yutilishi va sochilishi natijasida spektral tarkibi biroz o'zgargan yulduz nurlanishini ma'lum spektral sezgirlikka va o'tkazish polosaga ega priyomnik yordamida biror fotometrik tizimda o'lchaymiz. Yulduzning haqiqiy fizik ko'rsatkichini topish uchun sanab o'tilgan o'zgarishlar va xususiyatlar hisobga olinishi kerak. Biror  $\lambda_1$  dan  $\lambda_2$  gacha spektral diapazonni o'z ichiga olgan "k" fotometrik tizimda yulduz kattaligi

$$m_k = -2,5 \lg \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E(\lambda, T) \cdot p_\lambda(z) \cdot q_\lambda \cdot s_\lambda d\lambda + const. \quad (6.12)$$

Bu yerda  $E(\lambda, T)$  – yoritilganlik,  $p_\lambda(z)$  – Yer atmosferasining spektral o'tkazish koefitsienti,  $q_\lambda$  – optik tizimning o'tkazish koefitsiyenti,  $s_\lambda$  – nurlanish priyomnigini spektral sezgirligini belgilovchi koefitsient; konstanta, const, yulduziy kattaliklar tizimi  $k$  hisob boshini belgilash bilan bog'liq miqdor. Biron boshqa spektral diapozonda, masalan  $\lambda_3$  dan  $\lambda_4$  gacha, va "l" tizimda berilgan yulduz ustida bajarilgan o'lchashlar  $m_l$  kattalikni beradi, u holda, rang ekvivalenti quyidagicha ko'rinishga ega bo'ladi:

$$C_{kl} = m_k - m_l = - \frac{2,5 \lg \left( \int_{\lambda_3}^{\lambda_2} E(\lambda, T) p_\lambda(z) q_\lambda s_\lambda d\lambda \right)}{\int_{\lambda_3}^{\lambda_4} E(\lambda, T) p_\lambda(z) q_\lambda s_\lambda d\lambda} + const \quad (6.13)$$

Fotografik ( $k=pg$ ) va fotovizual ( $l=pv$ ) o'lchashlar natijasida topilgan rang ko'rsatkichi  $C_{pg,v} = m_{pg} - m_v$  bilan yulduzning rang temperaturasi ( $T$ ) orasidagi tajriba yo'li bilan topilgan bog'lanish quyidagi ko'rinishga ega

$$T = \frac{7200}{C_{pg,v} + 0,65''}. \quad (6.14)$$

Asosiy fotoelektrik rang ko'rsatkichi ( $B-V$ ) uchun quyidagi empirik bog'lanish topilgan:

$$T = \frac{7920}{(B-V) + 0.72''}. \quad (6.15)$$

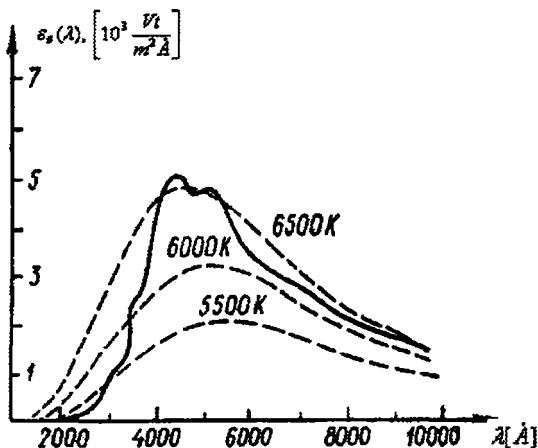
Shunday qilib, yulduzlarning rang ko'rsatkichlari, ularning spektrida energiyani taqsimlanishini ko'rsatish bilan bir qatorda ularning temperaturasini ham aniqlashga imkon beradi. Ko'pchilik yulduzlarning temperaturasi  $2800^\circ$  dan to  $30000^\circ$  gacha bo'lgan oraliqda joylashadilar. Koinotda bundan ham yuqori temperaturali jaryonlar kuzatiladi, biroq ular asosan noissiqlik xususiyatiga ega.

**v). Yulduzlarning rang yoki taqsimot temperaturasi.** Ma'lumki absolut qora jism sirtining yuza birligidan sochilayotgan oqim quvвати zichligini Plank (1.8) yoki  $\lambda T > 1$  bo'lganda Vin (1.9) formulalar ifodalarydi va u jismning tempnratursasi ( $T$ ) ga va u sochayotgan nurlanishning to'lqin uzunligi ( $\lambda$ ) ga bog'liq. Agar (1.8) ifodani

barcha  $\lambda$  bo'yicha integrallasak, u holda, yuza birligidan sochilayotgan to'la energiya chiqadi. To'la energiya ( $\varepsilon$ ) absolut spektrofotometrik o'lhashlar natijasida olingan taqsimot egri chizig'i bilan to'lqin uzunliklar qo'yilgan koordinata o'qi hosil qilgan sirtning yuziga teng. Plank taqsimoti (1.8) va unga asosan chiqarilgan to'la energiya formulasi (6.5) faqat issiqlik nurlanishi sochayotgan absolut qora jism uchun to'g'ridir.

Absolut spektrofotometrik o'lhashlardan topilgan va tuzatmalar kiritilgan taqsimot (oqim quvvati zichligini to'lqin uzunligi bo'yicha o'zgarishi) nazariy yo'l bilan chiqarilgan formulalar (1.8) yoki (6.5) asosida har xil temperatura ( $T$ ) lar uchun hisoblangan taqsimotlar bilan solishtiriladi (6.2-rasm) va o'lhashdan topilgan taqsimotni eng yaxshi tasvirlovchi nazariy taqsimotga mos keluvchi temperatura yoritqichning ravshanlik temperaturasi deb qabul qilinadi.

Ravshanlik va effektiv temperatura issiqlik xususiyatiga ega nurlanish uchun o'rinnlidir. Ammo, osmon yoritqichlarining nurlanishi tarkibida noissiqlik xususiyatga ega tashkil etuvchi ham bo'lishi mumkin. Bunday hollarda taqsimotlar bir-biridan farq qiladi. Umuman olganda, yulduzlar spektridagi taqsimot bilan nazariy taqsimot orasida



**6.2-rasm.** Quyosh spektrida energiyani taqsimlanishi (yo'g'on egri chiziq) har xil temperaturalar uchun Plank formulasi bo'yicha hisoblangan taqsimotlar bilan solishtirish uchun.

farq oz bo'lsada hamma vaqt mavjud bo'ladi. Buning sababi, biringchidan, yulduz atmosferasining nurlanishi absolut qora jismnidan farq qiladi, ikkinchidan, yulduz atmosferasining yutish koefitsiyenti murakkab ko'rinishga ega bo'lishi mumkin.

Yoritqichning absolut yuza ravshanligini (yuza birligidan sochiylayotgan nurlanish oqimi quvvatini) bilmasdan turib, ko'rsatishi absolut birliklarda bo'lмаган bolometr yoki radiometr yordamida bajarilgan o'lhashlar asosida uning rang temperaturasini aniqlash mumkin. Bunday o'lhash natijalari absolut o'lhashlardan doimiy ko'paytuvchiga farq qiladi xolos va u taqsimotni o'zgartirmaydi. Kuzatishlardan topilgan taqsimotni birorta hisoblangan taqsimot bilan ustma-ust tushguncha ordinata o'qi bo'ylab surish mumkin. Bu holda ham kuzatishdan olingen taqsimotga eng yaqin joylashgan yoki undan eng kam chetlanishga ega nazariy taqsimotga mos keladigan temperatura yoritqichning taqsimot temperaturasi deb qabul qilinadi.

**g) yulduzning gradatsion temperaturasi.** Ma'lumki, yoritqichning sirt ravshanligi  $B(\lambda, T) = \frac{I(\lambda, T)}{\pi}$  va (5.30) formuladan

$\lambda$  uzunlikdagi to'lqinda uning yulduz kattaligi  $m_\lambda = const + 12,5 \lg \lambda +$

$+ 1,086 \frac{c_2}{\lambda T} + 2,5 \lg(1 - e^{\frac{c_2}{\lambda T}})$  va ikkinchi yoritqich uchun  $m_\lambda^0 = const + 12,5 \lg \lambda + 1,086 \frac{c_2}{\lambda T^0} + 2,5 \lg(1 - e^{\frac{c_2}{\lambda T^0}})$ . Ularning ayirmasi uchun quyidagi ifodani chiqaramiz:

$$\Delta m_\lambda = m_\lambda - m_\lambda^0 = 1,086 \left( \frac{1}{T} - \frac{1}{T^0} \right) \frac{c_2}{\lambda} + 2,5 \lg \frac{1 - e^{\frac{c_2}{\lambda T}}}{1 - e^{\frac{c_2}{\lambda T^0}}} . \quad (6.16)$$

Yulduzlarda  $(1 - e^{\frac{c_2}{\lambda T^0}})$  kam o'zgaradi, shuning uchun yuqorida-  
gi ifodadagi oxirgi hadni tushirib qoldirish mumkin. U holda,  
ko'rilayotgan yulduzlarning yulduziy kattaliklar ayirmasi uchun  
quyidagi ifodani olamiz:

$$\Delta m_\lambda = 1,086 \left( \frac{c_2}{T} - \frac{c_2}{T^0} \right) \frac{1}{\lambda}.$$

$$\text{Agar } \beta = 1,086 \left( \frac{c_2}{T} - \frac{c_2}{T^0} \right) \text{ belgilash kiritsak, u holda, } \Delta m_\lambda = \beta \frac{1}{\lambda}$$

va yulduzlarning temperaturalari farqini belgilovchi koefitsient ( $\beta$ ) yulduziy kattaliklar ayirmasi  $\Delta m_\lambda$  bilan  $1/\lambda$  orasidagi chiziqli bog'lanishning burchak koefitsienti bo'ladi va u **nisbiy spektrofotometrik gradient** deb ataladi. Bu yerda  $s_2=1,44 \text{ sm}\cdot\text{grad}$ . Odatda, gradientlar spektrofotometrik gradienti ( $\beta$ ) Quyosh yoki laboratoriya manbai bilan solishtirib topilgan yulduzlar tizimiga nisbatan aniqlanadi.  $\beta$  faqat temperatura ( $T$ ) ga bog'liq va uning ortishi bilan kamayib boradi  $T \rightarrow \infty$  bo'lganda  $\beta \rightarrow 0,5$  ga intiladi. Agar  $T^0$  – absolut qora jismning temperaturasi va  $\Delta m_\lambda$  tekshirilayotgan yulduz bilan  $T^0$  temperaturali yulduz yorug'liliklari ayirmasi bo'lsa, u holda, tekshirilayotgan yulduzning temperaturasini quyidagi formuladan topish mumkin:

$$T = \frac{\frac{c_2}{\lambda}}{\frac{c_2}{T_0} + 0,921\beta}. \quad (6.17)$$

Bu temperatura **gradatsion temperatura** deb ataladi. Biroq  $\Delta m_\lambda$  bilan  $1/\lambda$  orasidagi barcha, nisbatan tor (100 nm), spektral diapazonlarda chiziqiyligicha qolsada keng ( $\geq 200 \text{ nm}$ ) diapazonlarda bu xususiyatini biroz o'zgartiradi. Demak, keng spektral diapazonda yulduz spektrini bitta temperatura bilan ifodalab bo'lmaydi. Buning bir necha sabablari bo'lishi mumkin: 1) yulduz spektrida energiyani taqsimlanishi absolut qora jismnikidan farq qiladi; 2) yulduzlararo muhitda yulduz nurini qizarishi aniq hisobga olinmagan; 3) yulduz spektridagi chiziqlarda yutilish yaxshi hisobga olinmagan; 4) nurlanish yulduz atmosferasidan o'tayotganda, uning spektral tarkibi o'zgaradi va buni ham hisobga olish kerak. Buning uchun yulduz atmosferasida energiyani o'tkazish jarayonlarni, energiyani uzatish mexanizmlarini ko'rib chiqish, tenglamalarini yechish zarur bo'ladi. Bu masalalar ushbu darslikning yettinchi bobida ko'rildi.

### **6.3. Yulduzlarning radiusini aniqlash usullari**

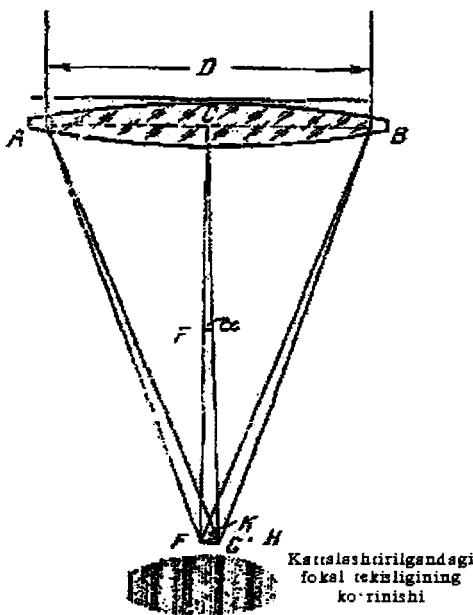
Yulduzlar radiusini aniqlashning ikki xil usuli mavjud: bevosita usul va bilvosita usul. Birinchi usul yulduz intermerometri yordamida bajariladi va yulduzning burchakiy diametrini o'lchashga asoslangan.

Biz yuqorida yulduzlar nuqtasimon yorug'lik manbalari deb ta'rif bergan edik. Aslida yulduzlar juda kichik (burchakiy kattaligi yoy sekundining yuzdan biridan kichik) gardishcha shaklga ega. Ideal teleskopning fokal tekisligida yulduz tasvirining diametri ( $2.4$ ) formulaga ko'ra vizual nurlarda  $2r=1,34 \cdot F/D$  mikronдан kichik bo'lmaydi. Bu tasvir yulduzning difraksiyon tasviridir. Bunga osmonda (teleskopning fokal tekisligida)  $28''/D$  yoy to'g'ri keladi. Bu yerda  $D$  teleskop obe'ktivining diametri, sm larda berilgan. Yulduzning difraksiyon tasviri diametri uning burchakiy diametridan kichik bo'lsa, biz yulduz gardishini ko'rishimiz mumkin. Difraksiyon tasvир diametri  $0,1''$  yoy sekundidan kichik bo'lishi uchun ideal teleskop obyektivining diametri  $280\text{ sm}$  dan katta bo'lishi kerak. Real teleskoplar va turbulent atmosfera sharoitida yulduz gardishini ko'rishni va diametrini o'lchashning iloji yo'q. Biroq yulduz gardishining burchakiy diametrini aniqlash usuli ishlab chiqilgan va u yorug'lik interferensiya-sini kuzatish va o'lchashga asoslangan.

#### **a). Yulduz interferometri yordamida yulduz diametrini o'lchash.**

Agar teleskop obyektivini bir-biridan  $D$  masofada joylashgan ikkita teshigi bor to'sqich bilan bekitsak, nuqtaviy manbaning parallel nurlari bu teshiklar orqali o'tayotganda diffraksiyalanadi. Teshiklarning difraksiyon manzaralarini obyektiv o'z fokal tekisligiga yig'adi va u yerda teshiklarning difraksiyon manzarasi interferetsion manzara hosil qiladi. Markaziy maksimum o'rtasidan birinchi minimum o'rtasigacha bo'lgan masofa, yashil ( $\lambda=0,55\text{ mikron}$ ) nurlarda, obyektiv markazidan  $\alpha''=5,7/D$  burchak ostida ko'rindi. Bu yerda  $D\text{ sm}$  larda berilgan.

Agar endi obektivga bir-biridan  $\Delta''$  burchak masofada joylashgan bir xil yorug'likdagi ikkita yulduzdan (qo'shaloq yulduz) yorug'lik tushayotgan bo'lsa,  $\Delta''=\alpha''$  bo'lganda yaqqol interferetsion manzara ko'rindi. Endi manba nuqtaviy emas, balki gardish shaklda bo'lsin va uni ikkita yarim gardishdan iborat deb faraz qilaylik. Bunday holda interferetsion manzara hosil bo'lmasligi ham mumkin.



**6.3-rasm.** Obyektiv oldiga o'rnatilgan ikkita teshikli to'sqichdan o'tgan nuqtasimon yulduz tasvirlari hosil qilgan interferetsion manzara.

Interferetsion manzarani hosil bo'lishi yoki bo'lmasligi teshiklar orasidagi masofaga bog'liq. To'sqich teshiklarini tutashtiruvchi chiziq yarim gardishlar markazini tutashtiruvchi chiziqqa parallel bo'lganda va teshiklar orasidagi masoфа ma'lum qiymatga ( $D_1$ ) teng bo'lganda yaqqol ko'rindigan interferetsion manzarani olish mumkin. Agar yarim gardishlar orasidagi burchakiy masoфа  $\Delta''$  burchakiy sekundga teng bo'lsa, u holda, interferetsion manzara hosil bo'lishi uchun to'sqich teshiklari orasidagi masoфа  $D_1 = 5,7/\Delta'' \text{ sm}$  ga teng bo'lishi kerak. Masalan, 6 m teleskopda to'siq teshiklari orasidagi masoфа 6 m dan oshmaydi. Demak, diametri  $D_1 = 600 \text{ sm}$  bo'lgan teleskopda bir-biridan  $\Delta'' = 0'',0095$  burchakiy masofadagi bir xil yorug'likdagi ikkita yulduz yaxshi interferetsion manzara beradi. Bu yerda  $D_1$  interferensiya (to'lqinlarga bir birlik faza farqi berish uchun) hosil qiluvchi bazis bo'ladi va u har xil  $\Delta''$  lar uchun har xil bo'ladi.

Agar ravshanlik yulduz gardishi bo'ylab o'zgarmas bo'lsa, yulduz yarim sharlari orasida masoфа  $\lambda$  yulduz radiusining 0,85 ga, ya'ni

$\lambda=0,85r$  bo'ladi. U holda, burchakiy sekundlarda ifodalangan yulduz diametri  $d''=2r''=13,4''/D$  ga teng bo'ladi ( $D$  sm larda). Agar ravanlik gardish cheti yaqinida nolgacha pasaysa u holda,  $d''=15,4''/D$  formulani qo'llash kerak.

Yuqoridagilardan ko'rinish turibdiki, ikkita bir xil yorug'likdagiga qo'shaloq yulduzlarni alohida-alohda ko'rish uchun ma'lum bazisiga ega interferometr qo'llash zarur. Bu maqsadda A. Maykelson (1852-1931) va P.G. Piz (1881-1938) o'zgaruvchan bazisli, periskopik, interferometr qo'lladilar. Diametri  $2,5\text{ m}$  bo'lgan teleskop obyektivi oldiga bir-biridan  $D_1$  o'zgaruvchan masofaga uzoqlashtirilgan ikkita yassi ko'zgu ( $M_1$  va  $M_4$ ) simmetrik o'rnatildi va ulardan aks qaytgan nurlar boshqa ikkita yassi ko'zgu ( $M_2$  va  $M_3$ ) yordamida teleskop obyektiviga tushirildi. Har bir yulduz uchun interferensiya bazisi  $D_1$  aniqlandi va unga asoslanib yulduzning burchakiy diametri hisoblandi.

Bu usulni qo'llab 1920-yilda A. Maykelson va P. Piz  $D=2,5\text{ m}$  teleskop yordamida yettita yorug' yulduzning burchakiy diametrini o'lchadilar. Bu yulduzlarning eng kattasi (Kitning  $\alpha$ -si) uchun  $d''=0'',056$  va eng kichigi (Kitning  $\alpha$ -si) uchun  $d''=0'',02$  natijalar topildi. Bu erda  $d''$  yulduzning burchakiy diametrini ko'rsatadi. Diametri  $2,5\text{ m}$  Maunt Vilson teleskopida  $M_2$  va  $M_3$  ko'zgular orasidagi masofani  $6\text{ m}$  gacha uzaytirish mumkin va burchakiy diametri  $0,02''$  gacha bo'lgan yorug' ( $1-2''$ ) qizil o'ta gigant yulduzlar diametrini o'lhash mumkin. Yana ham xira yulduzlar diametrini o'lhash uchun Piz ko'zgularini bir-biridan  $15\text{ m}$  gacha uzoqlashtirish mumkin bo'lgan interferometr yasadi va diametri  $d''=0'',0094$  bo'lgan yulduzlar diametrini o'lchadi. Yulduzning chiziqiy diametrini topish uchun uning uzoqligini ham bilish kerak.

Yulduzning uzoqligi uning yillik parallaksi ( $\pi''$ ) ga teskari miqdor bo'lib, u parseklarda ifodalananadi ( $1\text{ ps}=206265\text{ a.b.}$ ,  $1\text{ a.b.}=215\text{ R}_\odot$ ). Odatda, yulduzlarning radiusi  $R$  Quyosh radiusi ( $R_\odot$ ) birliklariда ifodalananadi.

$$\frac{R}{R_\odot} = \frac{\sin(d''/2)}{\pi'' R_\odot} 206265 \cdot 215 \cdot R_\odot = \\ = \frac{d''/2}{206265 \cdot \pi''} \cdot 206265 \cdot 215 = \frac{d''}{\pi''} \cdot 107,5 \quad (6.17)$$

Quyidagi jadvalda Maykelson va Piz tomonidan diametri o'lchangan yulduzlar ro'yxati keltirilgan.

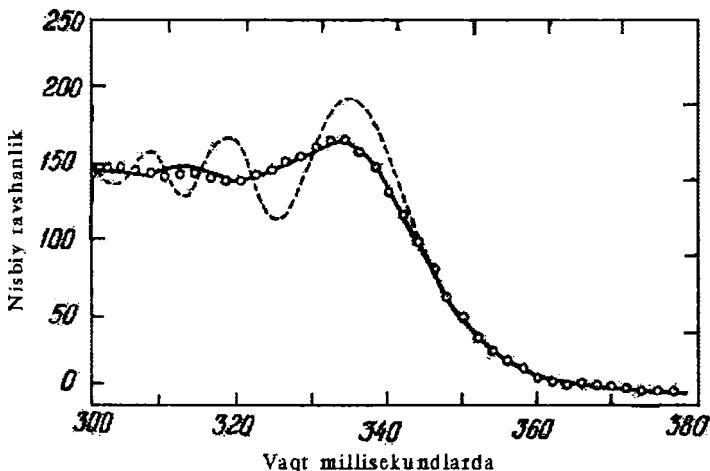
**Maykelson va Piz tomonidan 6 va 15 m interferometrlar  
yordamida burchakiy diametri o'lchangan ayrim yulduzlar  
ularning yillik parallaksi va Quyosh radiusi ( $R$ )  
birliklarida ifodalangan radiusi bilan**

Yulduzning nomi	$d''$	$\pi''$	$R$
6- m bazis bilan			
Kitning Mirasi	0'',056	0'',015	400R <sub>o</sub>
Betelgeye	0,047	0,005	1010
Antares	0,040	0,006	720
Gerkules A- $\alpha$ si	0,030	0,008	400
Pegasning $\beta$ si	0,021	0,015	150
Aldebaran	0,020	0,048	45
Arktur	0,020	0,090	24
15-m bazis bilan			
Andromedaning $\beta$ si	0,0108	0,043	27
Kitning $\alpha$ si	0,0094	0,015	67
Betelgeye	0,034	0,015	730
Antares	0,028	0,006	500

1967-yilda avstraliyalik olimlar Braun va Tuiss elkasining uzunligi (teshiklar orasidagi masofaga mos) 180 m bo'lgan intensivliklar interferometri qo'llab burchakiy diametri  $d''=0'',00072$  gacha bo'lgan 50 ga yaqin yorug' ( $m=2,5''$ ) yulduzning diametrini o'lchadilar.

**b). Yulduzni Oy bekitayotganda yulduz diametrini o'lchash.** Bu usul yulduzni Oy bekitayotganda yulduz nurini so'nish (to'silish) davomiyligini o'lchashga asoslangan. Bu usul yuz yil oldin (1908, Mak Magon) taklif etilgan bo'lishiga qaramasdan uni amalda qo'llash 1936-yilda mumkin bo'ldi. Gap shundaki, nuqtasimon yulduzni Oy to'sganda qora Oy gardishi ustida va undan tashqarida difraksion manzara kuzatiladi. 1936-yilda Natanson va 1938-yilda Vilyams nuqtasimon va kichik gardishcha shakldagi yorug'lik manbalarining difraksion manzarasi farq qilishini ko'rsatdilar. Bu farq juda kichik va uni o'lchash uchun yuqori aniqlikka ega fotometr qo'llash zarur

bo‘ladi. Yulduz gardishini ( $0'', 020-0'', 025$ ) Oy gardishi to‘la to‘sishi uchun 20-30 millisekund vaqt ketadi. Bu vaqt ichida yulduz yorug‘ligini o‘nlab marta yuqori aniqlik (xatosi  $\approx \pm 0,001''$ ) bilan o‘lchab borish kerak bo‘ladi. 6.5-rasmida Dalvning  $\lambda$ -sini Oy to‘sayotganda yulduzning yorug‘ligini o‘lchash natijalari (aylanachalar va yo‘g‘on chiziq) keltirilgan. Rasmida punktir chiziq bilan nuqtasimon manbani Oy to‘siga (model) manba yorug‘ligini o‘zgarishi ham keltirilgan. Bu usul bilan o‘lchangan Dalvning  $\lambda$  sining burchakiy diametri  $0'', 0074 \pm 0'', 0002$ .



**6.5-rasm.** Dalvning  $\lambda$  sini Oy to‘sayotganda yulduz yorug‘ligini o‘lchash natijalari (aylanachalar) va ular asosida olingan yulduz yorug‘ligining o‘zgarish egri chizig‘i (yo‘g‘on qora chiziq). Solishtirish uchun nuqtasimon manba to‘silishi uchun hisoblangan yorug‘likni o‘zgarish egri chizig‘i shtrix-punktir bilan keltirilgan.

Bu usulni ixtiyoriy yulduz uchun qo‘llab bo‘lmaydi. Chunki, Oy harakati og‘ish burchaklar bo‘yicha kengligi  $\pm 28^\circ$  keladigan osmon tasmasidan chetga chiqmaydi. Bu usul yulduz gardishi bo‘ylab ravshanlikni o‘zgarishi to‘grisida ham ma’lumot beradi.

**s).** **Yulduz radiusini uning boshqa ma’lum (o‘lchangan) fizik ko‘rsatkichlariga asosan aniqlash (bilvosita usul).** Yulduzning yorqinligi uchun ikki xil munosabat yozish mumkin:

$$L = 4\pi R^2 \cdot \sigma T_e^4 \text{ va } L = 4\pi r^2 \cdot E. \quad (6.18)$$

Bu yerda  $R$  yulduzning radiusi,  $r$  uning uzoqligi,  $E$  yulduz Yerda hosil qilayotgan yoritilanlik va  $T$  uning sirt temperaturasi. (6.18) dan yoritilanlik

$$E = \sigma T^4 \left(\frac{R}{r}\right)^2 \quad (6.19)$$

va u radiometr (issiqlik priyomnigi) yordamida o'lchangan va u yulduzning to'la (barcha spektral diapozonlarda) nurlanishini  $\text{erg/sm}^2\cdot\text{sek}$  ifodalaydi. Radiometr o'lchashlari ham yulduziy kattalikda ifodalanadi va u radiometrik yulduziy kattalik ( $m_r$ ) deb ataladi va  $E$  bilan quyidagicha bog'langan:

$$\lg E = -4,917 - 0,4(m_r - \Delta m_r) \quad (6.20)$$

Agar yulduzning burchakiy diametri uchun yuqorida kiritilgan belgilashni kiritsak  $d'' = \frac{2R}{r} \cdot 206265$ , (6.18) dan (6.19) hisobga olgan holda temperatura uchun quyidagi ifodalarni olamiz:

$$\lg T = 2,728 - 0,1(m_r - \Delta m_r) - 0,5 \lg d. \quad (6.21)$$

Bu munosabatda  $m_b = m_r - \Delta m_r$ .

$$\lg d'' = 5,432 - 0,2m_b - 2 \lg T. \quad (6.22)$$

Agar  $T$  o'rniga uning uchun chiqarilgan (6.9) va (6.10) larni qo'ysak yulduzning burchakiy diametri uchun quyidagi ifodalarni olamiz:

$$\lg d'' = -2,28 - 0,2(m_v + \Delta m_b) + 2 \lg(C + 0,64), \quad (6.23)$$

$$\lg d'' = -2,36 - 0,2(m_{pv} + \Delta m_b) + 2 \lg((B-V) + 0,72). \quad (6.24)$$

Bu ifodalarning o'ng tomonida astrofizik o'lchashlar asosida topiladigan ko'rsatkichlar turibdi, demak, ulardan yulduz diametri ni topish mumkin. Agar yulduzning uzoqligi ma'lum bo'lsa, (6.18) va (6.19) formulalardan topilgan yulduzning burchakiy diametri ( $d''$ ) ni (6.13) ga qo'yib yulduzning Quyosh radiusi birliklarida ifodalangan radiusini topamiz.

Agar yulduzning absolut bolometrik kattaligi ( $M_b^*$ ) va temperaturasi ( $T_e^*$ ) o'lchangan bo'lsa uning Quyoshning bolometrik yor-

qinligi ( $L_{\circ}$ ) birliklarida ifodalangan yorqinligi quyidagi ifoda bilan beriladi:

$$L_b = \left(\frac{R_{\bullet}}{R_{\circ}}\right)^2 \cdot \left(\frac{T_e^*}{T_e}\right)^4 \text{ yoki}$$

$$\lg L_b^* = 0,4(M_b^* - M_{\circ}^*) = 2\lg R + 4\lg T_e^* - 4\lg T_b^* - 2\lg R_{\circ}. \quad (6.25)$$

Quyoshning absolut bolometrik kattaligi  $M_b^*=+4,72$  va  $T_e^*=5800 K$  ligi hisobga olinsa va  $R_{\circ}=1$  deb qabul qilinsa, u holda yulduzning radiusi uchun quyidagi ifoda kelib chiqadi:

$$\lg R = 8,470 - 0,2M_b^* - 2\lg T_e^*. \quad (6.26)$$

Agar  $T$  rang ko'rsatkichlari ( $C_{pg,v} = m_{pg} - m_v$  yoki ( $B-V$ ) orqali topilgan bo'lsa, u holda yulduzning radiusi uchun quyidagi ifoda qo'llanilishi kerak:

$$\lg R = 0,82 \cdot C_{pg,v} - 0,2 \cdot M_v + 0,5 \text{ va}$$

$$\lg R = 0,72 \cdot (B-V) - 0,2M_v + 0,5. \quad (6.27)$$

Yulduzlarning radiusi keng qiymatlar oralig'ini ishg'ol etadi. Ular orasida Quyoshdan 300 marta kichik oq karliklar va undan 1000 marta katta o'tagantilar bor.

#### **6.4. Yulduzlarning nuriy va fazoviy tezliklarini aniqlash**

Agar kuzatuvchi va yoritqich (yulduz) bir-biriga yaqinlashsa yoki bir-biridan uzoqlashsa yoritqichning spektridagi chiziqlarning to'lqin uzunligi o'zgaradi va chiziqning spektrdag'i o'rni normal (harakatsiz) holatidagiga nisbatan siljiydi. Bunday siljish doplercha siljish deb ataladi va bu hodisani X. Doppler (1803-1853) 1842-yilda tovush to'lqinlarga nisbatan kashf etgan. Bu hodisani olti yildan keyin H. Fizo (1819-1896) yorug'lik hodisalarga tatbiq etdi.

**a). Dopler-Fizo prinsipi.** Agar kuzatuvchi ( $B$ ) yulduzga ( $A$ ) u tezlik bilan yaqinlashayotgan bo'lsa, yulduzdan kelayotgan  $v$  chas-

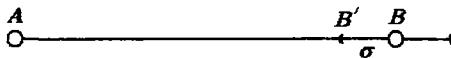
totadagi to'lqin  $\nu_1 = v \frac{c+u}{c}$  chastotada, u tezlikda uzoqlashayotgan

bo'lsa —  $\nu_1 = v \frac{c+u}{c}$  chastotada qabul qilinadi. Bu yerda  $c$  yorug'lik

tezligi va  $u < c$  va tezliklarni qo'shish va ayirish qoidasiga amal qilinadi. Agar endi yoritqich qo'zg'almas kuzatuvchi tomon u tezlikda

kelayotgan bo'lsa  $v_1 = v \frac{c}{c-u}$  va kuzatuvchidan uzoqlashayotgan bo'lsa

$v_1 = v \frac{c}{c+u}$  bog'lanishlarni olamiz.



**6.6-rasm.** Harakatdagi kuzatuvchi ( $B$ ) uchun to'lqin tarqatuvchi manba ( $A$ ) dan tarqlayotgan to'lqinlar chastotasining o'zgarishi.

Agar kuzatuvchi ham yoritqich ham harakat qilayotgan bo'lsa, umumiy hol uchun quyidagi ifodani olamiz:

$$v_1 = v \frac{c \pm u}{c \pm u'}. \quad (6.28)$$

Nisbiy tezliklar  $u$  va  $u'$  ishoralari uchun quyidagi qoida qabul qilingan: kuzatuvchi va yoritqich bir-biriga yaqinlashayotgan bo'lsa tezliklar manfiy, uzoqlashayotgan bo'lsa musbat bo'ladi. (6.28) ning o'ng tomonini  $c$  ga bo'lsak va maxrajdag'i ikki hadni minus birinchi darajada qatorga yoysak va qatorning birinchi darajadan yuqori hadlarini hisobga olmasak, u holda

$$v_1 = v \left(1 \pm \frac{u}{c}\right) \left(1 \pm \frac{u'}{c}\right) = v \left(1 \pm \frac{u+u'}{c}\right). \quad (6.29)$$

Bu yerda ham tezliklar nisbatining birinchi darajadan yuqori hadlari tashlab yuborildi. Nihoyat,  $v=u+u'$  belgilash kiritsak,  $v$  – nuriy tezlik deb ataladi va uning ishorasi ham yuqoridagidek, yoritqich va kuzatuvchi bir-biriga yaqinlashayotgan bo'lsa manfiy, aksincha holda musbat va kuzatilayotgan chastota (to'lqin uzunligi) uchun quyidagi ifodani olamiz:

$$v_1 = v \left(1 - \frac{v}{c}\right) \text{ va } \lambda_1 = \lambda \left(1 + \frac{v}{c}\right). \quad (6.30)$$

to'lqin uzunligiga o'tganda yorug'lik tezligini o'zgarmasligiga asoslandik, ya'ni,

$$s = v\lambda = v_1\lambda_1, \quad \lambda_1 - \lambda = \Delta\lambda = \frac{v\lambda}{c} \quad \text{yoki} \quad \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \quad \text{va} \quad v = \frac{dr}{dt} \quad (6.31)$$

Ya'ni, yulduz spektridagi barcha spektral chiziqlarning to'lqin uzunligi  $\frac{\Delta\lambda}{\lambda}$  bir xil nisbiy qiymatga siljiydi. Agar  $V$  kuzatuvchi tomon yo'nalgan bo'lsa chiziqlar spektrning qisqa to'lqinli qismi tomon, musbat bo'lsa, uzun to'lqinli qismi tomon  $\Delta\lambda$  ga siljiydi. Bu siljish miqdori  $\Delta\lambda$  binafsha nurlarda qizil nurlardagidan kichik. Dopplercha siljish mana shu xususiyati bilan boshqa siljishlardan farq qiladi va nuriy tezlikni boshqa xil tezliklardan ajratishda shu xususiyatiga e'tibor qaratiladi.

Agar  $v$  — nuriy tezlik juda katta va yorug'lik tezligi  $c$  ga yaqin bo'lsa, u holda, spektral chiziqning nisbiy siljishi quyidagicha hisoblanadi:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\frac{2\frac{V}{c}}{\sqrt{1 - (\frac{V}{c})^2} + 1 - \frac{V}{c}}}{\lambda}. \quad (6.32)$$

Bu formulani chiqarishda yuqoridagi soddalashtirishlar qo'lla-nilmagan va nisbiylik nazariyasida uning mazmuni ochib beriladi.

**b). Osmon yoritqichlarning qarash chizig'i yo'nalishida (nuriy tezligini o'lchash).** Nuriy tezlikni o'lchash uchun etarli darajada yuqori dispersiya bilan olingan osmon yoritqichi spektri olinishi kerak. Odatta, yulduzlarning Galaktikada tezligi  $10-100 \text{ km/sek}$  oraliqda bo'ladi. Bunday tezliklarga ko'k-binafsha ( $\lambda=450 \text{ nm}$ ) nurlarda siljish miqdori  $\Delta\lambda = 0,015-0,15 \text{ nm}$  to'g'ri keladi va u to'lqin uzunligining o'ttiz mingdan biri va uch mingdan birini tashkil etadi. Bunday dopplercha siljishlarga  $1 \text{ mm/nm}$  dispersiya bilan olingan spektrogramma mada  $0,015-0,15 \text{ mm}$  uzunlik to'g'ri keladi. Bunday spektrogramma mada qarash chizig'i bo'ylab tezligi  $100 \text{ km/sek}$  bo'lgan yulduzning dopplercha siljishini o'lchash mumkin, lekin  $10 \text{ km/sek}$  tezlikdagi yoritqich tezligi katta xatoliklar bilan o'lchanadi. Bunga sabab spektral chiziqning kengligi bo'lishi mumkin. Odatta, yulduzlarning spektrida chiziqlarning kengligi  $0,01 \text{ nm}$  dan katta bo'ladi va chiziqning dopplercha siljishi chiziqning kengligidan kichik bo'ladi.

Hozirgi zamон yulduz spektrograflari yorug' yulduz spektrini  $10 \text{ mm/nm}$  dispersiya bilan olishga imkon beradi. Bunday spektro-

grammalarda yulduzning nuriy tezligini bir necha *km/sek* aniqlik bilan o'lhash mumkin. Yulduzning nuriy tezligini o'lhashda yulduzning spektral chizig'i to'lqin uzunligi ( $\lambda$ ) dan qo'zgalmas ( $\lambda_0$ ) yoki nuriy tezligi ma'lum bo'lgan manbaning to'lqin uzunligi ( $\lambda$ ) ayiriladi va siljish miqdori  $\Delta\lambda$  topiladi va unga ko'ra yulduzning nuriy ( $V$ ) tezligi hisoblanadi:

$$\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0, \quad V = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \cdot c. \quad (6.33)$$

Bunda yulduz spektri ustiga va ostiga laboratoriya yorug'lik manbaining spektri olinadi. To'lqin o'zunliklari ma'lum (standart) bo'lgan laboratoriya manbai spektri chiziqlaridan spektrogrammaning dispersiyasi aniqlanadi (5.8.5 paragrafga qarang). Agar  $\Delta\lambda$  musbat bo'lsa, yulduz kuzatuvchidan  $V$  tezlikda uzoqlashayotgan, mansiy bo'lsa, yaqinlashayotgan bo'ladi. Kuzatishlar Yer yuzida turib bajarilayotgan (odatda, shunday) bo'lsa topilgan nuriy tezlik Yerga nisbatan o'lchangan tezlik bo'ladi.

Ma'lumki Yer shari o'z o'qi atrofida 465 *m/sek* (Yer ekvatorida) va o'rtacha 29,78 *km/sek* tezlik bilan Quyosh atrofida elliptik orbita bo'ylab aylanadi. Bu tezliklarning yo'nalishi sutka va yil davomida o'zgarib boradi. Yer shari Quyosh bilan birgalikda Galaktika markazi atrofida 250 *km/sek* tezlik bilan aylanadi. Yulduzning spektrida chiziqlarni doplercha siljishiga ko'ra uning haqiqiy tezligini tolishda Yerning, demak kuzatuvchining, bu harakat tezliklari tufayli chiziqning doplercha siljishi hisobga olinishi kerak.

**s). Yulduzlarning fazoviy tezligini aniqlash.** Yulduzning fazoviy harakat tezligini ( $V$ ) ikkita, tangensial (qarash chizig'iga tik,  $V_t$ ) va radial (qarash chizig'i bo'ylab,  $V_r$ ), tashkil etuvchilarga ajratish mumkin.

$$V = \sqrt{V_t^2 + V_r^2}. \quad (6.34)$$

Yulduzning tangensial tezligi uning xususiy (osmon sahnida uzoq ob'ektlarga nisbatan siljishi) harakat ( $\mu$ ) miqdorini o'lhash natijasidan topiladi. Xususiy harakat kichik miqdor (odatda, yoy sekundlari ulushlarida, Barnar yulduzi eng katta xususiy harakatga ega,  $\mu=10'',27$ ) va uni bir yilda yulduzning osmon sahnida siljishiga teng deb qabul qilingan. Yulduzlarning xususiy harakati natijasida osmon sahnida siljishi ( $\sigma$ ) kichik miqdor, shuning uchun xususiy harakatni aniqlashda eng kamida  $\Delta t=20$  yil farq bilan olingan ne-

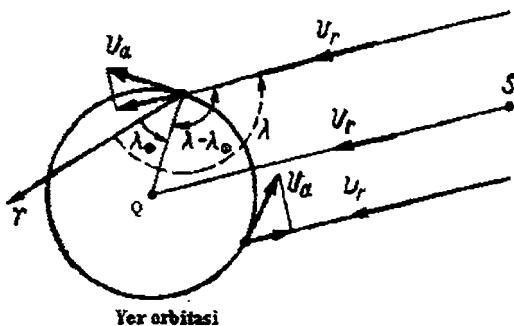
gativlarda yulduz koordinatalarini ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) o'chanadi va ular assosida  $\mu$  ning to'g'ri chiqish ( $\mu_\alpha$ ) va og'ish burchagi ( $\mu_\delta$ ) yo'nalishda tashkil etuvchilarini aniqlanadi va  $\mu$  quyidagicha hisoblanadi:

$$\mu = \frac{\sigma}{\Delta t} ["/ yil] \text{ va } \mu = \sqrt{\mu_\alpha^2 + \mu_\delta^2}. \quad (6.35)$$

Agar yulduzning uzoqligi  $r$  (yillik parallaksi  $\pi$ ) aniqlangan bo'lsa, u holda,

$$V_r = \frac{\mu r}{206265}, \text{ nc / yil} = 4.74 \frac{\mu}{\pi}, \text{ km / sek}. \quad (6.36)$$

Yulduz spektrida chiziqlarning siljishidan uning nuriy tezligi (6.33) formulaga ko'ra  $v_r = \frac{s \cdot \Delta \lambda}{\lambda}$  aniqlanadi. Bu tezlik hali yulduzning (6.34) formulada so'ralayotgan haqiqiy radial tezligi  $V_r$ gi emas.  $V_r$ ni topish uchun Yerni Quyosh atrofida aylanishini hisobga olish kerak.



**6.7-rasm.** Yulduzning gelotsentrik (Quyoshga nisbatan) tezligini aniqlashni tushuntirish uchun.

Yerni Quyosh atrofida aylanishini hisobga olish uchun Yerning orbital tezligining  $29,78 \text{ km/sek}$  qarash chizig'idagi proeksiyasini topish kerak (6.7-rasmga qarang) va uni  $v_r$  dan chiqarib tashlash kerak. Yuqoridagi chizmadan

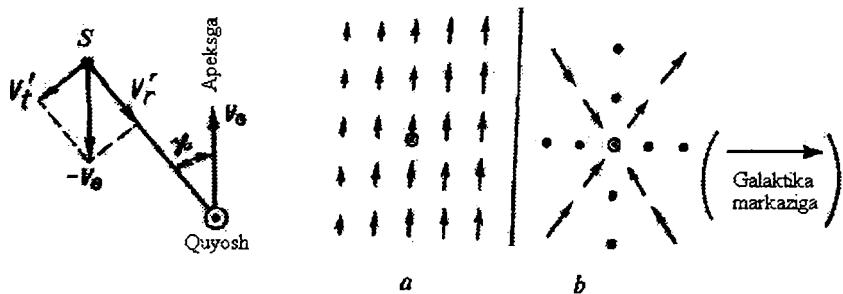
$$V_r = v_r - 29,78 \sin(\lambda - \lambda_0) \cdot \cos \beta. \quad (6.37)$$

Ilon eltuvchi yulduz turkumidagi Barnarning uchuvchi yulduzi uchun  $V_r = -108 \text{ km/sek}$ . Hozirgi paytga kelib 300000 ortiq yulduz-

ning xususiy harakati va 20000 dan ortiq yulduzning nuriy tezligi aniqlangan.

Yulduzning yuqoridagi usullar bilan quzatishdan topilgan tezliklari ularning Galaktikada harakatini ko'rsata olmaydi, chunki ular Quyoshga nisbatan o'lchangan. Yulduzlarni Galaktikada pekulyar harakatini ( $V^*$ ) o'rghanish uchun Quyosh sistemasining Galaktika markazi atrofida aylanma harakatini hisobga olish kerak. Yulduzlarining yuqorida topilgan tezligi tarkibida Quyosh sistemasining Galaktikada harakati tufayli ro'y bergan parallaktik tashkil etuvchi,  $V'$ , mavjud. Bu parallaktik tashkil etuvchini ham tangensial va radial komponentalarga ajratish mumkin. Agar yulduzga tomon yo'naliish bilan Quyosh apeksi (Quyosh sistemasining harpakati yo'nalgan nuqta, uning hozirgi kundagi koordinatalari  $\alpha_A = 18^h 00^m$ ,  $\delta_A = +30^\circ$ ) orasidagi burchak f bo'lsa, u holda,

$$V'_r = -V_0 \cos \phi \text{ va } V'_t = -V_0 \sin \phi. \quad (6.38)$$



**6.8-rasm.** Quyoshning Galaktika markazi atrofida aylanishi bilan bog'liq apeks tomon harakati tufayli yulduzni antiapeks tomon ko'rinxma siljishi.

Yulduzning Galaktikada pekulyar harakat tezligi quyidagicha hisoblanadi:

$$V^* = \sqrt{(V_r - V'_r)^2 + (V_t - V'_t)^2}. \quad (6.39)$$

Bu yerda;  $V$  – nuriy tezlikka asosan hisoblangan fazoviy tezlikning radial,  $V'$  – xususiy harakat tezligiga asosan hisoblangan fazoviy tangensial tashkil etuvchilarini.

## Savollar

- 1) Yulduzlarning effektiv temperaturasi nima va u qanday o'lchanadi?
- 2) Yulduzlarning rang ko'rsatkichiga ko'ra  $T$  ni aniqlash.
- 3) Yulduzlarning radiusini o'lhash usullari.
- 4) Yulduzlarning nuriy tezligini o'lhash usuli.

### 6.5. Yulduzlar massasini aniqlash

Yulduzning asosiy fizik ko'rsatgichlaridan biri bu uning massasidir. Massa yulduzning yorqinligini va rivojlanish sur'atini belgilaydi. Yulduz hosil qilayotgan protoyulduzning (yulduzlarga ajralayotgan galaktikada gaz+chang quyuqmasi) massasi qancha katta bo'lsa quyuqmaning gravitatsion maydoni shuncha kuchli bo'ladi, quyuqma ning kinetik energiyaga aylanayotgan potensial energiyasi, demak, yulduzning yorqinligi shuncha ko'p bo'ladi. Massani aniqlashning ikki xil usuli bor: bevosita va bilvosita. Birinchi usulni qo'shaloq (vizual, to'silma, spektral) yulduzlarga qo'llash mumkin. Qo'shaloq yulduz a'zolari bir-biri bilan fizik kuch, tortishish kuchi bilan bog'langan. Tortishish kuchlari qo'shaloq a'zolarni harakatga keltiradi, harakat yo'lini, traektoriyasini, belgilaydi. Bunday qo'shaloq a'zolarining orbitasi Kepler qonunlari orqali ifodalanadi.

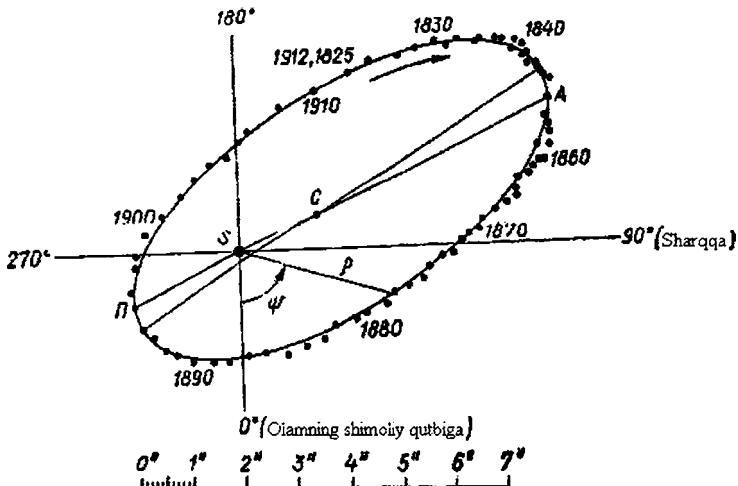
a). **Qo'shaloq yulduzlarni tekshirishdan yulduzlar massasini aniqlash.** Agar qo'shaloq yulduzning orbita elementlari ( $T$  – aylanish davri va  $a$  – orbitaning katta yarim o'qi) aniqlangan bo'lsa, ularga Keplerning umumlashtirilgan uchinchi qonunini qo'llash yo'li bilan qo'shaloq yulduz a'zolarining yig'indi massani aniqlash mumkin. Qushaloq a'zolari va Quyosh-Yer juftligi uchun

$$\frac{T^2(m_1 + m_2)}{T_{\oplus}(m_{\oplus} + m_{\oplus})} = \frac{a^3}{a_{\oplus}^3}. \quad (6.35)$$

Bu yerda;  $m_1$ ,  $m_2$  – qo'shaloq a'zolari massasi,  $m_{\oplus}$ ,  $m_{\oplus}$  – Quyosh va Yer massalari,  $T_{\oplus}$ ,  $a_{\oplus}$  – Yerni Quyosh atrofida aylanish davri va Yer orbitasining katta yarim o'qi. Agar  $T_{\oplus}=1$  yil,  $a_{\oplus}=1$  astronomik birlik deb qabul qilsak va Yer massasi Quyoshnikidan juda kichikligi uchun uni hisobga olmasak hamda yulduzlar massasini Quyosh massasi, qo'shaloq orbitasining katta yarim o'qini astronomik birliklarda hisoblasak, u holda

$$m_1 + m_2 = \frac{a^3}{T^2}. \quad (6.36)$$

Bu ifoda qo'shaloq yulduzlar massasi yig'indisini hisoblashga imkon beradi. Agar qo'shaloq yulduzlarining massalari bir-biriga yaqin bo'lsa, u holda, ular umumiy massa markazi atrofida aylanadi. Agar qo'shaloq yulduzlarning biri ikkinchisidan ancha massiv bo'lsa, kam massali yulduz ko'p massali yulduz atrofida aylanadi.



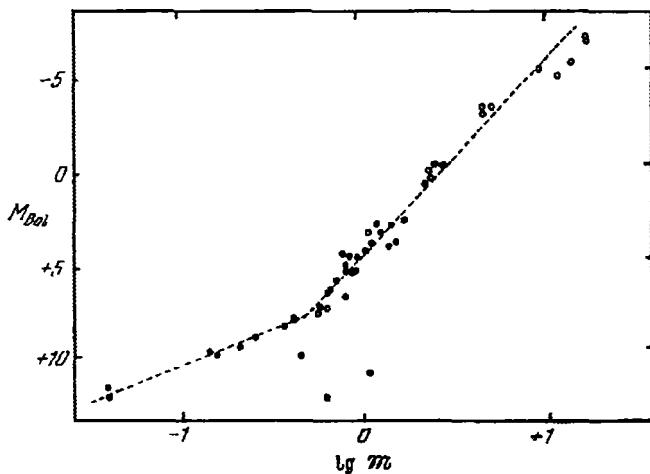
**6.8-rasm.** Vizual qo'shaloq yulduz Iloneltuvchining 70-sining yo'ldosh yulduzini bosh yulduz ( $S$ ) atrofida aylanish ko'rinxma (elliptik) orbitasi.  $C$  – elliptik orbita markazi.

Agar qo'shaloq yulduzlar alohida - alohida ko'rinsa ularning koordinatalari ( $\alpha$  va  $\delta$ ) ni uzoq yulduzlarga nisbatan o'lchash mumkin. Bunday o'lchashlar qo'shaloq a'zolarining massa markazi atrofida absolut orbitalarini, demak, katta yarim o'qlari ( $a_1''$ ,  $a_2''$ ) ni topish mumkin. U holda, tashkil etuvchilar massalari nisbati

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2''}{a_1''}. \quad (6.37)$$

Shunday qilib (6.36) va (6.37) dan qo'shaloq a'zolarining har biri massasini topish mumkin.

**b). «Massa-yorqinlik» bog‘lanishi.** Massasi aniqlangan qo’shaloqlar a’zolari massalari bilan ularning yorqinliklari orasida bog‘lanish borligi aniqlangan. Bu bog‘lanish «massa-yorqinlik» diagrammasi deb ataladi va unda absissa o‘qi bo‘ylab nisbiy (Quyosh massasiga nisbatan) massa logarifmi va ordinata o‘qi bo‘ylab yulduzning bolometrik absolut kattaligi qo‘yilgan.



**6.9-rasm.** Vizual (qora nuqtalar) va spektral (aylanacha) qo’shaloq yulduzlarni tekshirishdan topilgan yulduzlar massasi bilan ularning absolut kattaligi (yorqinligi) orasidagi bog‘lanish.

Yuqoridagi bog‘lanish ikki qismidan iborat: pastki chap tomon uchun  $M_b > 7,5^m$  va

$$M_b = 6,76 - 3,80 \lg m \text{ yoki } L_b = 0,1 M_b^{\frac{3}{2}}. \quad (6.38)$$

Yorug‘ yulduzlar uchun, diagrammaning o‘ng yuqori qismi  $M_b = -0,3^m$  gacha

$$M_b = 4,62 - 10,031 \lg m \text{ va } L_b = 1,3 \cdot m^4. \quad (6.39)$$

Yana ham yorug‘roq spektral qo’shaloq yulduzlar uchun (6.9-rasmning yuqori o‘ng qismi) bu bog‘lanish  $L_b \approx m^{2,8}$  ko‘rinishga ega.

Yulduzlarning yorqinligi bilan spektral sinfi orasida (bosh ketma-ketlik) shak-shubhasiz statistik bog‘lanish («spektr-yorqinlik») mavjud, demak, ularning massalari spektral sinflariga bog‘liq.

6.2-jadvalda har xil spektral sinfga mansub bosh ketma-ket yulduzlarining massalari Quyosh massasi birliklarida keltirilgan.

### 6.2-jadval

#### Har xil spektral sinfga mansub yulduzlarining massalari Quyosh massasi birliklarida (*g* – gigant, *d* – karlik)

Spektr	Massa	Spektr	Massa	Spektr	Massa	Spektr	Massa
O5-O7	32,7	A0	4	gG0	3,2	dG0	1,5
O8-O9	23,3	A5	2,2	gG5	3,7	dG5	1,07
B0-B2	13,6	F0	1,8	gK0	3,9	dK0	0,85
B3-B4	10,2	F5	1,5	gK5	5,2	dK5	0,65
B5-B7	4,7			gM0	5,7	dm0	0,52
				gM5	9,2	dM5	0,38

Qo'shaloqlarda tashkil etuvchilarining yorqinlik sinfi quyidagicha: agar ikkala yulduz bosh ketma-ket yulduzi bo'lsa, yo'ldosh quyiroq (keyingiroq) spektral sinfga mansub bo'ladi; aksincha, agar ikkala yulduz ham gigant bo'lsa, u holda, yo'ldosh oldingiroq spektral sinfga kiradi; agar bosh yulduz gigant yoki o'tagigant bo'lsa (*B* dan *M* gacha), u holda, yo'ldosh bosh ketma-ketlik yulduzi bo'ladi.

Yuqorida keltirilgan jadvaldan ko'rish mumkin, yulduzlar massasi bo'yicha katta (yorqinligi yoki radiusi singari) miqdorga farq qilmaydi.

Yuqorida biz, osmon yoritqichlarining yorug'ligini va spektrini o'lhash usullari bilan tanishib chiqdik. Bunday o'lhash natijalariga asoslanib yulduzlarining temperaturasi, radiusi, nuriy tezligi va massasini empirik yo'l bilan aniqlash mumkin va bu ko'rsatkichlar yulduz atmosferasining o'ttacha ko'rsatkichlari bo'ladi. Osmon yoritqichlarining aniq fizik ko'rsatkichlari ( $T$ ,  $P$ ,  $\rho$ ,  $R$  va boshqalar) va kimyoiy tarkibi ularning spektrini tahlil qilish natijasida topiladi. Spektrini tahlil qilish yulduz atmosferasining modelini tuzishga imkon beradi. Bu modellarda yulduz atmosferasida balandlik bo'yicha temperatura, bosim va zichlikni o'zgarishi beriladi. Bunday usullarini, yoritqichdan kelayotgan nurlanishning hosil bo'lishi va sochilishi masalalariga nazariy qarashlarsiz tushunib bo'lmaydi.

## VII BOB. YULDUZLAR NURLANISHINI HOSIL BO'LISH NAZARIYASI ELEMENTLARI

Astrofizikaning bosh masalasi, bu Quyosh va yulduzlarning ichki va atmosfera tuzilishini aniqlash va ularning modellarini tuzish va modellarga asoslanib ularning rivojlanishini o'rganishdan iborat. Quyosh va yulduzlarning atmosfera qatlamlari astronomik kuzatish-o'lchash natijalariga asoslanib o'rganiladi. Atmosfera qatlamlarini tekshirishdan olingen natijalarga asoslanib umumfizik qonunlar asosida ularning ichki qatlamlari nazariy tekshiriladi, ularning ichki tuzilish modeli tuziladi.

### *7.1. Yulduzlar fotosferasi va tutash spektrni hosil bo'lishi*

a). **Osmon jismi atrofida atmosfera.** Yetarli darajada katta massaga ega bo'lgan osmon jismi, avvalo, shar shaklni egallaydi va uning atrofida va uning markazidan bir xil uzoqliklarda zichligi va bosimi bir xil bo'lgan sferik qatlamlardan iborat tiniq gaz qobiq hosil bo'ladi. Masalan, Yer sharimiz atmosferaga ega va u Yerni bir xil qalinlikda o'rab turadi va u tiniq. Tiniqlik zenit masofani ortishi bilan biroz kamayib boradi. Gorizontda tiniqlik eng past bo'ladi. Ertalab atmosfera kechqurungiga qaraganda tiniqroq. Ertalab chiqayotgan Quyoshga tik boqa olmaysiz, ko'zingizni qamashtiradi, kechqurun botayotgan Quyoshga tik qaray olasiz, uning gardishini ko'rishingiz mumkin. Kun davomida atmosferaga ko'tarilgan suv bug'lari, chang uning tiniqligini pasaytiradi. Ayrim hollarda (osmonni baland ko'tarilgan tutun yoki chang qoplaganda) gorizontdan baland Quyoshga tik qarashingiz mumkin, hatto, uning gardishi yuzidagi qora dog'larni, Quyosh dog'larini, ko'rishingiz mumkin. Atmosferada osmon yorit-qichlari nurini kuchsizlanishi to'g'risida beshinch bobning boshida to'xtalgan edik. Kuchsizlanish nuring atmosferada bosib o'tgan yo'liga va atmosferaning yutish va sochish koeffitsientiga bog'liq, yo'l qancha uzun bo'lsa, kuchsizlanish shuncha katta bo'ladi. Shuning uchun Quyosh zenitga yaqin bo'lganda u gorizont yaqindagi holatdagiga qaraganda ko'p yoritadi.

**b). Yulduz fotosferasi.** Quyosh va yulduzlar yuqori temperaturadagi gaz (plazma) sharlardir. Ulardan kelayotgan va yuqoridagi usullar bilan o'chanayotgan nurlanish oqimi, nuriy energiya, ularning tashqi, nisbatan tiniq, atmosfera qatlamlaridan chiqib keladi. Atmosferada gaz zichligi nisbatan past (Yer atmosferasidagi singari), ichki qatlamdan chiqayotgan nurlanishni yutuvchi modda kam, shuning uchun u tiniq. Biroq, atmosferada zichlik ichki qatlamlar tomon, chuqurlik bo'yicha kuchayib boradi va bu notiniqlikni kuchayishiga sababchi bo'ladi. Ma'lum chuqurlikda zichlik, demak, notiniqlik shu darajaga yetadiki undan pastdag'i qatlamlar butunlay ko'rinxanayotgan qoladi. Atmosferaning ko'rish mumkin bo'lgan eng pastki qatlami uning ichki chegarasi deb qabul qilingan (bu chegara qatlamning aniq tarifini keyinroq keltiramiz). Atmosferaning tashqi chegarasi yo'q deb hisoblasa ham bo'ladi, chunki unda balandlik bo'yicha zichlik, bosim asta-sekin kamayib boradi.

Quyosh va yulduzlar atmosferasi bir necha qatlamlarga bo'linadi, uning eng ichki qatlami fotosfera, ya'ni yorug'lik chiqaradigan sfera, deb ataladi. Bu sferik «sirt»dan Quyosh energiyasining 99%, asosan yorug'lik nurlari sifatidagi tutash spektrda chiqadi. Biroq fotosfera matematik sferik sirt emas, balki ma'lum qalinlikka ega qatlam. Buni ravshanlikning Quyosh gardishining markazidan uning cheti tomon kamayib borishida ko'rish mumkin. Gardish markazi Quyosh gardishining eng yorug' joyi bo'lib, undan chiqayotgan yorug'lik eng kuchli bo'ladi. Gardish markazida kuzatuvchi Quyosh atmosferasining, shuningdek, fotosferaning, eng chuqur chegara qatlamini ko'radi. Bu chegara qatlamlar eng qaynoq bo'lishi kerak va undan chiqayotgan nuriy energiya atmosfera qatlamlarida eng kam yutiladi. Gardish chetida ko'rish chizig'i fotosferaning gardish markazida ko'rinxanayotgan eng chuqur chegarasigacha yetib bora olmaydi. Chunki gardish chetida qarash chizig'i fotosferaga urinma holda, unga qiya tushadi va unda uzun yo'l bosadi. Yo'l qancha uzun bo'lsa, atmosferaning notiniqligi shuncha katta bo'ladi. Demak, gardish chetida kuzatuvchi atmosferaning yuqori qatlamlarini ko'radi. Bu qatlamlardan tutash spektrda yorug'lik kam chiqadi, demak, ularda temperatura fotosferaning ichki chegarasiniidan past. Fotosfera nisbatan juda yupqa qatlam va unda notiniqlik chuqurlik bo'yicha tez o'zgarib boradi. Bu sifatiy xulosalar fotosferaning ichki chegarasidan chiqayotgan nuriy energiyani unda yutilishi va sochilishini ifodalovchi aniq tenglamalarni yechish yo'li bilan aniqlashtiriladi.

Fotosferaning shu'lalanishi yulduzning yorug'ligini, yulduziy kattaligini, belgilaydi, biroq fotosferada energiya ishlab chiqarilmaydi, u fotosfera osti qatlamlardan kelayotgan energiyani nuriy energiya sifatida tashqariga uzatadi. Fotosferadan energiyani o'tishi nurlanish chiqarish yo'li bilan amalga oshiriladi. Nuriy energiyani fotosfera orqali uzatilishi fotosfera nazariyasining asosiy masalasi hisoblanadi. Bu masalani yechish, fotosferani tuzilishini aniqlash bilan, ya'ni unda temperatura, zichlik va boshqa fizik ko'rsatkichlarni chuqurlik bo'yicha o'zgarishini aniqlash bilan, bog'liq bo'ladi. Bu masalani muhim yechimlaridan biri energiyani yulduz tutash spektrida taqsimlanishini topishdir. Nazariy hisoblashlar natijasida topilgan tutash spektrda energiyani taqsimlanishi kuzatishdan olingen bunday taqsimlanish bilan solishtirib o'r ganiladi. Tenglamalarni yechishdan topilgan taqsimotni kuzatishdan olingen bunday taqsimotga mos kelishi nazariy qarashlar va fotosferaning nazariy topilgan tuzilishiga to'g'-riligini ko'rsatadi.

### 7.1.2. Yulduz fotosferasida nuriy muvozanat

**a). Yulduz fotosferasida nurlanish fotonlarining harakati.** Quyosh yoki yulduz fotosferasidan chiqayotgan nurlanish fotonlari, nurlanish oqimi, chiqishdan oldin ko'p marta yutiladilar va qayta sochiladilar, natijada, ularning har biri murakkab yo'l ni bosib o'tadi. Bu oqimni nurlanishning intensivligi orqali ifodalash mumkin.

Yulduz fotosferasidagi elementar  $ds$  yuzaga  $d\omega$  fazoviy burchak ichida  $v$  va  $v+dv$  chastotalar oralig'ida dt vaqt ichida tushayotgan dEn energiya  $ds \cdot dv \cdot d\omega \cdot dt$  ga proporsional bo'ladi, ya'ni u quyidagicha ifodalanadi:

$$ds dr dt \int \alpha_v dv \int I_v d\omega. \quad (7.1)$$

Bu ifodaga kiruvchi proporsionallik koeffitsienti  $I_v$  nurlanishning intensivligi deb ataladi. Yuqorida ifodadan intensivlik bu bir birlik yuzaga ( $sm^2$ ) bir birlik chastota ( $gts$ ) oralig'ida bir birlik fazoviy burchak ( $sr$ ) ichida tushayotgan nuriy energiya quvvatidir. Intensivlik birligi  $Vt/sm^2 \cdot gts \cdot sr$  ga teng bo'ladi. Nurlanish intensivligi fotosferaning turli nuqtalarida, umuman olganda, turlichcha. Agar intensivlik berilgan bo'lsa, nurlanish zichligini hisoblab topish mumkin. Agar  $I_v$  intensivlikdagi nurlanish  $ds$  yuzaga tik va elementar fazoviy burchak  $\Delta\omega$  ichida dn chastota oralig'ida dt vaqt ichida tushayotgan

bo'lsa, u  $c$  tezlikda shu vaqt ichida  $c \cdot dt$  yo'lni bosib o'tadi va nurlanish o'tgan hajm  $dv = c \cdot dt \cdot ds$  ga teng. U holda, hajm birligidan o'tayotgan energiya miqdori va nurlanish zichligi quyidagicha ifodalanadi:

$$I_v^0 = I_v dv \frac{\Delta\omega}{c} \text{ va } \rho_v = \frac{I_v \cdot ds \cdot dv \cdot dt \cdot \Delta\omega}{c \cdot dt \cdot ds} = I_v \frac{\Delta\omega}{c}. \quad (7.2)$$

Umuman olganda, birlik hajmga barcha tomondan nurlanish tushadi (yog'adi) va u holda nurlanish zichligi quyidagicha ifodalanadi:

$$\rho_v = \frac{1}{c} \int_{\Omega} I_v d\omega. \quad (7.3)$$

Bu yerda integrallash barcha fazoviy  $\Omega$  burchaklar bo'yicha olinadi.

Yulduz fotosferasining yuza birligidan barcha yo'nalishlarda oqib chiqayotgan nuriy energiya oqimini ham intensivlik orqali ifodalash mumkin. Agar oqim bilan yuza orasidagi burchak  $\theta$  bo'lsa, u holda oqim yo'nalishidagi birlik yuzaning ko'rinishi (proeksiyasi)  $ds \cdot \cos\theta$  ga teng bo'ladi va birlik yuzadan barcha tomonga, shu jumladan, kuzatuvchi tomoniga ham, tarqalayotgan nuriy energiya oqimi  $H_v$  quyidagicha ifodalanadi:

$$H_v = \int I_v \cos\theta \cdot d\omega. \quad (7.4)$$

Fazoviy burchak  $d\omega = \sin\theta \cdot d\theta \cdot d\varphi$  ga tengligini hisobga olsak, u holda (7.4) quyidagicha ko'rinish oladi:

$$H_v = \int_0^{2\pi} d\varphi \int_0^{\pi} I_v \cos\theta \cdot \sin\theta \cdot d\theta. \quad (7.5)$$

$\theta$  bo'yicha integrallashni ikkiga, 0 dan  $\pi/2$  gacha va  $\pi/2$  dan  $\pi$  gacha, bo'lamiz. Birinchi oraliqda  $\cos\theta$  musbat va bu oraliqda integrallangan intensivlik birlik yuzaga yuqori tomondan, ikkinchi oraliqda u manfiy va bu oraliqda integrallangan intensivlik past tomongan unga tushayotgan nuriy energiya oqimini ifodalaydi. Agar birlik yuza bo'shilq fazo (vakuum) da bo'lsa, unga yuqoridan tushayotgan oqim undan past tomonga chiqayotgan oqimga teng bo'ladi. Nurning tarqalish yo'nalishida, u bo'shilq fazo orqali o'tsa, uning intensivligi o'zgarmaydi.

**b). Nuriy energiyani uzatish tenglamasi.** Endi, faraz qilaylik nurlanish oqim yo'nalishidagi fazo nuriy energiyani yutuvchi va chiqaruvchi muhitdan iborat bo'lsin. Agar muhit nurlanishni yutsa, nurlanish intensivligining bir qismi muhitda yutiladi va yutilgan qism nurlanish muhitda bosib o'tgan yo'l  $dl$  ga proporsional bo'ladi va yutilgan qismni  $a_v \cdot dl$  bilan belgilaymiz. Bu yerda, proporsionallik koeffitsienti  $a_v$  muhitning yutish koeffitsienti deb ataladi. Qism nuriy energiya o'lchamsiz birlik bo'lgani uchun **yutish koeffitsiyenti** masofaga teskari birlikka ega. Demak, muhitda yutilgan nuriy energiya miqdori quyidagiga teng:

$$\alpha_v dl \cdot I_v ds \cdot d\omega \cdot dv \cdot dt. \quad (7.6)$$

Agar muhit nurlanish chiqarish qobiliyatiga ham ega bo'lsa, uning  $dV$  hajmdagi qismi  $d\omega$  fazoviy burchak ichida  $v$  va  $v + dv$  chastotalar oralig'ida  $dt$  vaqt davomida

$$\varepsilon_v dV d\omega dv dt \quad (7.7)$$

energiya chiqaradi va proporsionallik koeffitsienti  $\varepsilon_v$ , muhitning nuriy energiya chiqarish koeffitsienti deb ataladi. Chiqarish koeffitsienti chastotaga, muhitdagi nuqtaning koordinatalarga bog'liq.

Muhitda  $a_v$  va  $\varepsilon_v$  berilgan deb hisoblab, undan nuriy energiya o'tayotganda uni o'zgarishini hisoblaylik. Muhitda silindr shakldagi elementar hajm  $dV = ds dl$  ajrataylik. Bu elementar hajmga kirayotgan nuriy energiya  $I_v ds d\omega dv dt$  va undan chiqayotgan nuriy energiya  $(I_v + dI_v) ds d\omega dv dt$  ga teng bo'ladi. U holda nuriy energiyaning muhitda yutilishi va chiqishini hisobga olish tenglamasi quyidagicha yoziladi:

$$(I_v + dI_v) ds d\omega dv dt = I_v ds d\omega dv dt - \\ - \alpha_v dl \cdot I_v ds d\omega dv dt + \varepsilon_v ds dl d\omega dv dt; \quad (7.8)$$

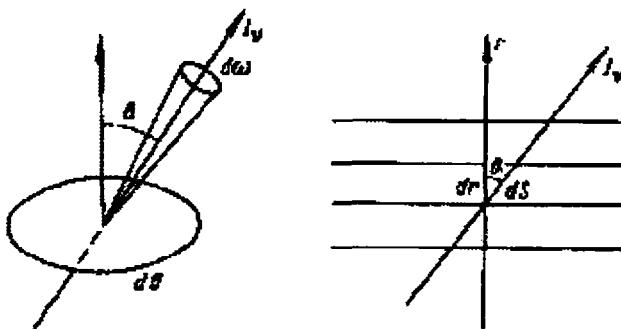
yoki kerakli qisqartirishlardan keyin,

$$\frac{dI_v}{dl} = -\alpha_v I_v + \varepsilon_v. \quad (7.9)$$

Bu energiyani nuriy uzatish tenglamasi va u muhit (atmosferadan) dan o'tayotganda nurlanish intensivligini o'zgarishini ifodelaydi. Agar muhit nurlanish chiqarmasa va uni faqat yutsa (masalan Yer atmosferasi), u holda tenglamanning o'ng tomonidagi ikkinchi had nolga teng bo'ladi va hosil bo'lgan tenglamani yechimi quyidagicha bo'ladi:

$$I_v(l) = I_v(0)e^{-\int_0^l \alpha(s') ds'}. \quad (7.10)$$

Bu yerda,  $I_v(0)$  va  $I_v(l)$  - muhitga kirayotgan va undan chiqayotgan nurlanish intensivligi. Bunday masala bilan biz Yer atmosferasida yulduzlar nurini kuchsizlanishi mavzusida tanishgan edik va bunday holda kuchsizlanish eksponensial o'zgaradi. Eksponenta darajasidagi integrallash natijasi birlikka ega emas va u **optik masofa** deb ataladi.



**7.1-rasm.** Fotosferadan nuriy energiyani o'tishi (chapda) va yulduz radiusi bo'yicha integrallashga o'tish (o'ngda).

**s). Fotosferada nuriy muvozanat tenglamasi.** Fotosfera energetik muvozanatda bo'ladi. Uning ichki chegarasiga ichkaridan qancha energiya kelsa, uning tashqi chegarasidan shuncha energiya fazoga sochiladi (chiqib ketadi). Aks holda, fotosfera o'zgarib (kengayib, yupqalashib) turgan bo'lar edi (pulsatsiyalanuvchi yulduzlarda shunday). Unda savol tug'ilishi mumkin, agar fotosfera statsionar holatda bo'lsa, uning o'rganishdan maqsad nima? Gap shundaki, fotosfera undan o'tayotgan energiya miqdorini o'zgartirmaydi, balki energiyani spektr bo'ylab qayta taqsimlashi mumkin.

Statsionar fotosferadagi elementar hajm ham energetik statsionar holatda bo'ladi. Fotosferada asosi  $ds$  va balandligi  $dr$  bo'lgan hajmni olaylik. Bu xajmda  $dt$  vaqt ichida  $d\omega$  fazoviy burchakda yutilgan energiya  $ds dr dt \alpha_v I_v dv d\omega$  ga teng. Agar barcha fazoviy burchaklarda yutilgan energiyani hisobga olmoqchi bo'lsak quyidagicha bo'ladi:

$$dsdrdt \int \alpha_v dv \int I_v d\omega . \quad (7.11)$$

Ko‘rilayotgan hajmdan barcha tomonga chiqayotgan (sochilar-yotgan) energiya  $dsdrdt \int d\omega \int \varepsilon_v dv$  ga teng bo‘ladi. Chiqarish koefitsiyenti fazoviy burchakka bog‘liq emas hamda yutilayotgan va chiqayotgan energiyani tenglashtirib kerakli qisqartirishlardan keyin quyidagi tenglamani topamiz:

$$4\pi \int_0^\infty \varepsilon_v dv = \int_0^\infty \alpha_v dv \int_\Omega I_v d\omega . \quad (7.12)$$

Bu nuriy muvozanat tenglamasi deb ataladi. Nuriy muvozanat va nuriy energiya uzatish tenglamalari yulduzlar fotosferasi nazariyasining asosiy tenglamalari hisoblanadi.

Nuriy energiya uzatish tenglamasida yo‘l bo‘yicha / integrallash rejalashtirilgan. Bu ma’lum noaniqlik tug‘dirishi mumkin. Shuning uchun, integrallashni yulduz radiusi  $r$  bo‘yicha bajarish maqsadga muvofiqdir. Chunki, yulduzning fizik ko‘rsatkichlari radius bo‘yicha o‘zgaradi. Agar / bilan  $r$  orasidagi burchak  $\theta$  bo‘lsa, u holda  $dr=dl\cos\theta$  bo‘ladi va (7.9) tenglama quyidagicha ko‘rinish qabul qiladi:

$$\cos\theta \frac{dI_v}{dr} = -\alpha_v I_v + \varepsilon_v . \quad (7.13)$$

Bu tenglamani barcha chastotalar bo‘yicha integrallasak va (7.12) ni hisobga olsak, yulduzdan chiqayotgan nurlanish oqimini topamiz. Fotosferada r kam o‘zgaradi, u holda

$$\int_0^\infty H_v dv = const , \quad (7.14)$$

ya’ni, statsionar yulduzdan chiqayotgan nuriy energiya oqimi o‘zgarmas qiymatga ega bo‘ladi. Bunday oqim bolometrik o‘lchashlarda aniqlanadi.

Quyosh va yulduz atmosferasidan nurlanish kvantlarni o‘tish jarayoni, ularni yutilishi va qayta sochilishi, yuqorida keltirilgan dasturiy mahsulotda [www.gettsburg.edu/CLEA](http://www.gettsburg.edu/CLEA) animatsiya sifatida ([sunlab.pro](http://sunlab.pro)) namoyish etiladi. Bu dasturiy mahsulot yulduz atmosferasida ro‘y beradigan jarayonlarni tushunishga yordamlashadi.

**7.1.3. Yutish koeffitsienti chastotaga bog'liq bo'lmasa fotosfera.** Agar fotosferaning yutish koeffitsienti chastotaga bog'liq bo'lmasa yuqoridagi (7.12) va (7.13) tenglamalarni yechish osonlashadi.

Bunday atmosferaning optik qalinligi  $\tau = \int_r^\infty \alpha dr$  ham chastotaga bog'liq bo'lmaydi. Agar  $\epsilon = S\alpha$  belgilash kiritsak, bu yerda  $S$  manba funksiyasi deb ataladi va (7.1) - (7.14) tenglamalar tizimi soddalashadi va uni taqriban yechish mumkin.

**a). Shvatshild-Shuster modeli.** Agar fotosferaga ichkaridan tushayotgan o'rtacha intensivlikni  $I_1(\tau)$  va tashqaridan tushayotgan o'rtacha intensivlikni  $I_2(\tau)$  bilan belgilasak, u holda, to'la nurlanish oqimi uchun quyidagi optik qalinlikka  $\tau$  bog'liq funksiya topamiz:

$$H = \pi(I_1(\tau) - I_2(\tau)) = \pi F \text{ va } S(\tau) = F \cdot (\tau + \frac{1}{2}). \quad (7.15)$$

Bu yechimlar Shvarshild – Shuster modeliga asoslanib topilgan.

**b). Eddington modeli.** Agar yuqoridagi taxminlar asosida chiqarilgan nuriy uzatish tenglamasining ikkala tomonini  $2\pi \sin\theta \cos\theta d\theta$  ga ko'paytib teta bo'yicha 0 dan  $\infty$  gacha integrallasak va  $\cos 2\theta$  ni o'rtacha qiymati  $1/3$  ga tengligini hisobga olisak, u holda manba funksiyasi uchun

$$S(\tau) = F \left( \frac{3}{4} \tau + \frac{1}{2} \right) \quad (7.16)$$

ni topamiz. Quyosh fotosferasi uchun, Quyosh gardishi markazidan  $\theta$  burchak masofada (gardish markazida  $\theta=0^\circ$ ) undan chiqayotgan nurlanish intensivligi  $I(0, \theta) = F(\frac{1}{2} + \cos\theta)$  (Sh-Sh model),

$I(0, \theta) = F \left( \frac{1}{2} + \frac{3}{4} \cos\theta \right)$  (Edington modeli) ifodalar bilan hisoblanishi mumkin. Bu taqrifiy yechimlar aniq yechimlardan kam farq qiladi.

**7.1.4. Lokal termodinamik muvozanatdagi fotosfera.** Termodinamik muvozanatdagi nurlanish deb, tashqi muhit bilan issiqlik almashmaydigan, muqim temperaturadagi idish (absolut qora jism) devoridagi kichik teshik orqali chiqayotgan nurlanishga aytildi. Bunday idish ichida chiqarish koeffitsientini yutish koeffitsiyentiga nis-

bati Kirxgof qonuni bilan, nurlanish spektrida energiyani taqsimlanishi esa Plank formulasi orqali (1.8) ifodalanadi:

$$\frac{\varepsilon_v}{\alpha_v} = B_v(T) = \frac{2hv^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{hv}{kT}} - 1}. \quad (7.17)$$

$$\text{Absolut qora jism ichida nurlanish zichligi } \rho_v(T) = \frac{4\pi}{3} B_v(T).$$

Agar nurlanish zichligidan barcha chastotalar bo'yicha integral ol-sak,  $\rho(T) = \sigma T^4$  ekanligini topamiz.  $\sigma = as/4$  Stefan-Boltsman doimiysi.

Yulduz fotosferasining ichki qatlamlarida lokal termadinamik muvozanat ro'y beradi. Demak, bu qatlamlar uchun Kirxgof qonunini qo'llash mumkin. U holda  $\varepsilon_v = \alpha B_v(T)$  va manba funksiyasi

$S(\tau) = \frac{ac}{4\pi} T^4$  va fotosferada temperaturani Eddington modelida optik chuqurlik bo'yicha o'zgarishi quyidagicha bo'ladi:

$$\frac{ac}{4} T^4 = \pi F \left( \frac{1}{2} + \frac{3}{4} \tau \right). \quad (7.18)$$

Bu yerda  $\pi F$  yulduzning to'la energiyasi va uni absolut qora jism-niki singari deb hisoblasak, ya'ni  $\pi F = \sigma T_e^4$ , u holda temperaturani fotosferada optik chuqurlik bo'yicha o'zgarishi quyidagicha bo'ladi:

$$T^4 = T_e^4 \left( 0,5 + \frac{3}{4} \tau \right). \quad (7.19)$$

Bu holda Quyosh gardishining markazidan  $\theta$  bo'rchakiy uzoqlilikda tutash spektrda chiqayotgan intensivlik quyidagicha ifodalanadi:

$$I_v(0, \theta) = \int_0^\infty B_v(T) e^{-\tau_v \sec \theta} \cdot \sec \theta dT_v. \quad (7.20)$$

$B_v(T)$  – ni o'miga uning (7.17) dagi ifodasi,  $T$  ning o'miga esa temperatura uchun yozilgan (7.19) ifoda qo'yiladi.

**7.1.5. Temperatura va zichlikni fotosferada chuqurlik bo'yicha o'zgarishi.** Fotosfera modeli. Yuqorida fotosferada nuriy va lokal termadinamik muvozanat sharoitlarida temperaturani optik chuqurlik bo'yicha o'zgarish formulasi chiqarilgan edi (7.19). Endi temperatura va zichlikni fotosferada geometrik chuqurlik orqali o'zgarish formulasini topamiz. Fotosferadagi har bir elementar hajm ikkita kuch,

tortishish va bosim kuchlari ta'sirida muvozanatda bo'ladi (nuriy bosimni inobatga olmaymiz), u holda

$$dP = -g\rho dr. \quad (7.21)$$

Bu yerda,  $P$  – bosim,  $g$  – og'irlilik kuchining tezlanishi,  $\rho$  – zichlik. Fotosfera moddasini ideal gaz deb hisoblash mumkin va ideal gazlarning qonunidan

$$P = \frac{R^* \rho T}{\mu}. \quad (7.22)$$

Bu yerda,  $\mu$  – fotosfera moddasining molyar massasi,  $R^*$  – ideal gazlar doimiysi.

$$\frac{R^*}{\mu} d(P\rho) = -g\rho dr. \quad (7.23)$$

Yuqorida topilgan optik qalinlik bilan temperatura orasidagi (7.19) bog'lanishdan foydalanamiz va taqriran

$$dT^4 = -\frac{3}{4} T_e^4 \alpha \cdot dr, \quad (7.24)$$

deb qabul qilamiz. Bu yerda,  $\alpha$  o'mniga yutish koefitsiyentining o'rta-cha qiymatini qo'yish mumkin. Yutish koefitsiyenti  $\alpha$  zichlik  $\rho$  va atomlarni yutish koefitsiyenti  $k$  orqali bunday ifodalanadi  $\alpha = k\rho$ . Atomlarni yutish koefitsiyentini  $k = \text{const}$  o'zgarmas deb qabul qilsak, u holda

(7.24) va (7.23) dan  $d(\rho T) = \frac{4}{3} \frac{g\mu}{\kappa R^*} \frac{dT^4}{T_e^4}$  va integrallagandan keyin

$$\rho = \frac{4}{3} \frac{g\mu}{\kappa R^*} \frac{T^4 - T_0^4}{T_e^4 T}. \quad (7.25)$$

Bu yerda,  $T_0$  – yulduz sirti temperaturasi. Yulduzning ichki qatlamlarida  $T > T_0$ , shuning uchun

$$\rho = \frac{4}{3} \frac{g\mu}{\kappa R^*} \frac{T^3}{T_e^4}. \quad (7.26)$$

Endi (7.26) ni (7.23) ga qo'ysak,

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{g\mu}{4R^*}. \quad (7.27)$$

Yutish koeffitsienti  $\alpha$  uchun chuqurlik bo'yicha o'zgaruvchan ifoda qabul qilganda ham (7.23), (7.24) tenglamalarni yechish mumkin. Masalan,  $\alpha \approx \frac{\rho^2}{T^s}$ , u holda (7.26) va (7.27) quyidagicha ifodalanadi:

$$\rho \approx T^{\frac{s+3}{2}} \text{ va } \frac{dT}{dr} = -\frac{2}{s+3} \frac{g\mu}{R^*}. \quad (7.28)$$

Yuqorida temperatura gradienti uchun topilgan (7.27) va (7.28) ifodalar Quyosh va yulduz atmosferasi modelini hisoblab chiqishda qo'llaniladi. Yuqorida chiqarilgan formulalardan bir birlik optik qalinlikka mos keladigan geometrik qalinlikni (yulduz atmosferasi qalinligini) topish mumkin. Buning uchun  $d\tau = -k\rho dr$  ga (7.26) ni qo'yamiz.

$$\frac{dr}{d\tau} = -\frac{3}{4} \frac{R^* T_e^4}{g\mu T^3}. \quad (7.29)$$

Agar  $T = T_e$  deb hisoblasak, bu formuladan Quyosh fotosferining qalinligi 100 km ekanligini topamiz.

#### **7.1.6. Yutish koeffitsiyenti chastotaga bog'liq fotosfera spektri.**

**a). Tutash spektrda nurlanishning hosil bo'lishi va yutilishi.** Bu masalaga biz ushbu kitobning birinchi bobida to'xtalganda e'tibor qaratgan edik. Quyosh va yulduzning moddasi asosan vodorod va geliydan tarkib topgan, shuning uchun ularning fotosferasida yutilish (chiqarish) jarayoni shu atomlarda bo'ladi. Geliyning uyg'onish potentsiali 24,6 eV va buning uchun 20000 K temperatura zarur. Geliy atomlari qaynoq yulduzlar ( $O$  sinfi) fotosferasida notiniqlik hosil qila oladi. Vodorodning uyg'onish potensiali 13,6 eV va buning uchun 10000 K temperatura zarur. Demak, ko'pchilik yulduzlar, shuningdek, Quyoshning, fotosferasida nuriy energiyani o'tishi nurlanishni vodorod atomlarida yutilish va chiqarish bilan bog'liq bo'ladi.

**b). Vodorod atomlari uchun yutish koeffitsiyenti.** Tutash spektr masalan vodorod atomida elektronni bog'liq holatdan ozod holatga (yutilish) yoki ozod holatdan bog'liq holatga (emission, chiqarish), hamda, bir xil energiyali ozod holatdan boshqa energiyали ozod holatga (past energiyalidan yuqori energiyaliga o'tish — yutilish spektrini hosil qiladi va aksincha) o'tishi natijasida hosil bo'ladi.

Fotosferaning hajm birligi uchun yutish (chiqarish) koeffitsiyenti barcha energetik sathlardan ozod holatga ( $\alpha'$ ) atom o'tishlar

(elektronni bir orbitadan boshqasiga yoki ozodga) ehtimolini yoki yutish (chiqarish) koefitsiyenti ( $k_{iv}$ ) ni hajm birligida shu sathlarda-gi atomlar soni ( $n_i$ ) ga ko'paytmalari ( $k_{iv}n_i$ ) yig'indisiga bog'liq, ya'ni

$$\alpha_v = \sum_{i=l_0}^{\infty} n_i k_{iv} \quad (7.30)$$

ga teng. Fotosferada ozoddan ozodga o'tishlar ham ro'y beradi va bunday o'tishlar bilan bog'liq hajm birligi uchun yutish koefitsiyenti  $\alpha_v'$  bo'lsa, u holda hajm birligi uchun yig'indi yutish koefitsiyenti  $\alpha_v = \alpha_v' + \alpha_v''$ . Bitta,  $i$ -nchi xolatdagi vodorod atomi uchun yutish koefitsiyenti quyidagi ko'rinishda bo'ladi.

$$\kappa_{iv} = const1 \cdot \frac{g_{iv}}{i^5 V^3}. \quad (7.31)$$

Bu yerda  $g_{iv}$  – birga yaqin tuzatma (Gaunt tuzatmasi),  $const1$  atom doimiylari kiradigan doimiylik. Agar barcha energetik sathlarda atomlarning taqsimlanishi Boltsman va Saxa formulalari orqali ifodalansa, u holda hajm birligida yutish koefitsiyenti quyidagicha bo'ladi

$$\alpha_v = const2 \frac{\chi_i}{T^2} \frac{1}{V^3} \sum_{i=l_0}^{\infty} \frac{g_{iv} e^{\frac{\chi_i}{kT}}}{i^3}. \quad (7.32)$$

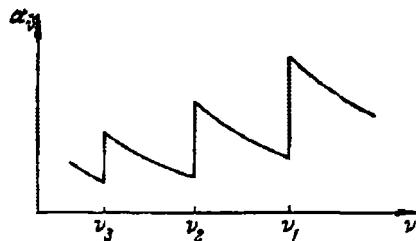
Bu yerda  $\chi_i$  –  $i$ -nchi holadan ionlanish potentsiali,  $T$  – temperatura,  $const2$  atom doimiylari kiradigan doimiylik. Shuningdek, hajm birligida ozoddan ozodga o'tishlar uchun yutish koefitsiyentini to'lish mumkin, u ham chastotaning uchinchi darajasiga va temperaturadan olingan kvadratik ildizga teskari proporsional bo'ladi. Ikkala o'tishlar bilan bog'liq yutish koefitsiyenti quyidagicha ifodalanadi:

$$\alpha_v = \alpha_v' + \alpha_v'' = const3 \frac{1}{\sqrt{T}} [2 \frac{\chi_i}{kT} \sum_{i=l_0}^{\infty} \frac{g_{iv} e^{\frac{\chi_i}{kT}}}{i^3} + g_v] \frac{1}{V^3} (1 - e^{-\frac{hv}{kT}}). \quad (7.33)$$

Bu yerda  $const3$  atom doimiylari kiradigan doimiylik. Oxirgi ko'paytuvchi manfiy yutilishni hisobga olish uchun kiritilgan. Vodorod atomlarida yutilishni hisobga oluvchi bu formula bo'yicha hisoblangan yutish koefitsienti 7.2-rasmida tasvirlangan.

**s). Manfiy vodorod ionlari uchun yutish koefitsienti.** Vodorodning manfiy ioni bu, atrofida ikkita elektron aylanadigan protondir. Quyosh va unga nisbatan past temperaturadagi yulduzlar fo-

tosferasida metallarning ionlanishi natijasida ko'plab elektronlar hosil bo'ladi. Bunday sharoitda vodorod atomi yana bitta elektron olishi mumkin bo'ladi.



**7.2-rasm.** Vodorod atomlari hosil qilgan yutish koeffitsientini chastotaga bog'liqligi:  $\nu_1$  – Pashen,  $\nu_2$  – Balmer,  $\nu_3$  - Layman seriyalari chegaralari chastotalari.

Vodorodning manfiy ionining ionlanish potentsiali  $\chi_i = 0,75 \text{ eV}$  va uning yutish koeffitsiyenti maksimumi infra-qizil nurlarga to'g'ri keladi. Quyosh fotosferasida manfiy ionlarda yutilish yorug'lilik nurlarida ham sezilarli darajada kuchli va fotosfera spektrini shakllantirishda yetarli darajada kuchli rol o'ynaydi.

Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, fotosferada tutash spektrni shakillanishi murakkab jarayon va uni bilmasdan turib fotosfera spektrini aniq hisoblab bo'lmaydi. Fotosfera spektrini aniq hisoblash ancha murakkab, biroq, yechilgan masala va uni bu kitobda keltirmaymiz.

## *7.2. Yulduzlar atmosferasi nazariyasi asoslari. Chiziqiy spektrni hosil bo'lishi.*

Quyosh va yulduzlarni o'rab turuvchi, tutash spektrda deyarli tiniq, gaz qatlami atmosfera deb ataladi. Ayrim hollarda fotosferaga ham **atmosfera qatlami** deb qaraladi. Buning sababi, fotosfera bilan yuqoridagi ta'rifga ko'ra belgilangan atmosfera orasida keskin chegara yo'q. Atmosferaning yana bir xususiyati unda spektral chiziqlar hosil bo'ladi. O'ttacha, Quyosh va yulduzlar atmosferasi ularning fotosfera qatlamlari ustida joylashadi.

Spektral chiziqlarda yutish koeffitsienti tutash spektrdagidan ancha katta bo'ladi. Atmosferaning yuqori qatlamlarida tutash spektrda

yutish nolga teng deb hisoblanadi, ya'ni atmosfera butunlay tiniq. Atmosferaning fotosfera bilan qo'shilib ketgan qismlarida hajm birligida yutilish ham tutash spekrtida ham spektral chiziqdagi ro'y beradi.

Bu bo'limda, avval, spektral chiziqdagi yutish koeffitsienti bilan tanishib chiqamiz, keyin esa, chiziqiy spektrni hosil bo'lishi ko'rildi. Shuni aytish kerakki, yulduzlarning fizik xususiyatlari to'g'risidagi asosiy bilimlar ularning chiziqiy spektrini tekshirishdan olinadi. Bunday bilimlarga yulduzning kimyoviy tarkibi, atmosferasida gaz harakati, yulduzlarning o'q atrofida aylanishi va magnit maydoni kiradi. Yulduz atmosferasida nurlanishni atomlarda yutilishi yuqorida keltirilgan CLEA/sunlab laboranoriya ishida yaxshi tushuntiriladi.

**6.2.1. Spektral chiziqni yutish koeffitsiyenti.** Yutish koeffitsiyentining chastotaga bog'liqligining bir necha sabablari bor. Ularning eng asosiyлари quyidagilar: 1) klassik nazariyaga ko'ra nurlanishning so'nishi yoki atom energetik sathlarning keskin emasligi, ya'ni siyqalanganligi (Geyzenberg noaniqligi tufayli); 2) Atomlarning issiqlik harakatlari tufayli Doppler effekti. Yutish koeffitsienti nurlanishning so'nishi tufayli ro'y berishini ko'raylik. Bu holda kvant nazariyasi nurlanishni yutilish koeffitsiyenti uchun quyidagi ifodani beradi:

$$\kappa_v = \frac{c^2}{32\pi^3 v_0^3} \frac{g_k}{g_i} \frac{A_{ki} \Gamma_{ik}}{(v - v_0)^2 - (\frac{\Gamma_{ik}}{4\pi})^2}. \quad (7.34)$$

Bu yerda  $A_{ki}$  – Eynshteyn tomonidan kiritilgan o'tish ehtimoli (1.10).  $\Gamma_{ik} = \gamma_i + \gamma_k$  – i-nchi va k-inchi sathlardan barcha sathlarga o'tish ehtimollari yig'indisi. Agar  $2\Delta\nu_E$  bilan yutish koeffitsienti profilini atomning yutish koeffitsientining maksimal qiymati  $k_{v_0}$  yarmiga teng qismidagi kengligini belgilasak, u holda  $\Delta\nu_E = \frac{\Gamma_{ik}}{4\pi}$  bo'ladi

$$(\Delta\lambda_E = \frac{\lambda_0 \Delta\nu_E}{v_0}, v_0 – yutish koeffitsientining markaziy chastotasi).$$

Bu erda  $2\Delta\nu_E$  yutish koeffitsientining tabiiy kengligi deb ataladi. Chiziqning to'lqin uzunliklarida ifodalangan tabiiy kengligi 0.001 angstromga teng. Bu juda kichik miqdor va yulduzlarning spektral chiziqlari kengligi undan minglab marta katta. Bunday keng profil-lar Doppler effekti tufayli hosil bo'ladi.

Temperaturasi  $T$  bo‘lgan yulduz atmosferasida atomlarning is-siqlik harakati tezliklari Maksivell taqsimoti orqali ifodalanishi mumkin. U holda, Dopler effekti tufayli yutish koeffitsienti quyidagicha ifodalanadi:

$$\kappa_v = \kappa_0 e^{-\frac{M}{2kT} \left(\frac{v-v_0}{c}\right)^2}, \quad \kappa_0 = \frac{c^2}{8\pi^{\frac{3}{2}} v_0^3 V} \frac{g_k}{g_i} A_{ki}. \quad (7.35)$$

Agar  $\Delta v_D = \frac{v_0 V}{c}$ , va  $V = \sqrt{\frac{2kT}{M}}$  belgilash kiritsak, u holda,

$$k_v = k_0 e^{-\left(\frac{v-v_0}{\Delta v_E}\right)}. \quad (7.36)$$

Yulduz atmosferasida ikkala jarayon ham, nurlanishning so‘nishi va Dopler effekti, amalda bo‘ladi, shuning uchun spektral chiziqda yakuniy yutish koeffitsienti quyidagi ko‘rinishga ega bo‘ladi:

$$k_v = k_0 \frac{a}{\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{e^{-y^2} dy}{(u+y)^2 + a^2}. \quad (7.37)$$

Bu yerda  $u = \frac{v - v_0}{\Delta v_D}$ ,  $a = \frac{\Delta v_E}{\Delta v_D}$ ,  $\Delta v_D$ ,  $\Delta v_E$  – chiziqning Dopler-

cha va tabiiy kengayish deb ataladi.

Bu belgilashlarda, yuqoridaagi formulalar (7.34) va (7.36) da  $a \ll 1$  bo‘lganda, spektral chiziqning markaziy qismlarida yutish koeffitsienti taqriban  $k_v = k_0 e^{-u^2}$  va markaziy chastotadan uzoqda ( $u > 1$ )  $k_v = k_0 a / \sqrt{\pi} \cdot u^2$  ko‘rinishda bo‘ladi. Demak, chiziq o‘zagida yutish koeffitsiyentini butunlay Dopler effekti, markaziy chastotadan uzoqda esa, uni nurlanishning so‘nishi (so‘nish koeffitsienti,  $a$ ) ifodalarydi.

Agar atmosferada zichlik katta bo‘lsa atom to‘qnashlari tez-tez ro‘y berib turadi. Atomning uyg‘onish energiyasining bir qismi u bilan to‘qnashgan zarraga olib ketadi. Bunday to‘qnashishlar oqibatida atomning uyg‘ongan holatda bo‘lish vaqtiga (1.11) qisqaradi, va Geyzenberg noaniqligiga ko‘ra energetik sathlar siyqalanadi va o‘rtacha kengayadi ( $\Delta v_T$ ). Bu effekt, u bosim effekti deb ataladi, ham chiziqning kengayishiga tabiiy so‘nish kabi ta’sir etadi va so‘nish koeffitsiyenti quyidagiga teng:

$$\alpha = \frac{\Delta v_E + \Delta v_T}{\Delta v_D}. \quad (7.38)$$

Bu yerda  $\Delta v_T$  to‘qnashishlar natijasida spektral chiziqning kengayishini ifodalaydi. Spektral chiziqni kengaytiruvchi ta’sirlardan yana biri Shtark effektidir. Bu va boshqa effektlar ta’siri kam, ularni hisobga olish formulalarini maxsus adabiyotlardan topish mumkin.

**7.2.2. Lokal termodinamik muvozanat sharoitida yutilish chiziqlari.** Berilgan atomni  $i$ -nchi holatdan  $k$ -nchi holatga o’tishi natijasida hosil bo‘ladigan spektral chiziqni ko‘raylik. Chiziqda nurlanish (chiqarish) va yutish koeffitsientlarini  $\varepsilon_v$  va  $\sigma_v$ , tutash spektrda yutish va nurlanish (chiqarish) koeffitsientlarini  $\alpha_v$  va  $\varepsilon_v^0$  bilan belgilaylik (chiziq ichida oxirgi koeffitsientlar kam o’zgaradi). Atmosfera tekis parallel qatlamlardan tashkil topgan deb qabul qilsak, spektral chiziqda nuriy uzatish tenglamasi quyidagicha bo‘ladi:

$$\cos \theta \frac{dI_v}{dr} = -(\sigma_v + \alpha_v) I_v + \varepsilon_v + \varepsilon_v^0. \quad (7.39)$$

Bu yerda  $\theta$  nurlanish tarqalayotgan chiziq bilan atmosfera tashqi normali orasidagi burchak va nurlanish intensivligi  $r$  va  $\theta$  ga bog’liq.

Agar atmosferada lokal termodinamik muvozanat o’rinli bo‘lsa, elementar hajm ichi uchun  $\varepsilon_v^0 = \alpha_v B_v(T)$  va  $\varepsilon_v = \sigma_v B_v(T)$  munosabatlarni yozish mumkin.

$$\cos \theta \frac{dI_v}{dr} = -(\sigma_v + \alpha_v)(I_v + B_v). \quad (7.40)$$

Agar spektral chiziq ichida  $v$  chastotada  $t_v = \int_r^\infty (\sigma_v + \alpha_v) dr$  yutish koeffitsienti bo‘lsa, u holda

$$\cos \theta \frac{dI_v(t_v, \theta)}{dt_v} = I_v(t_v, \theta) + B_v(T). \quad (7.41)$$

Atmosferadan spektral chiziq ichidagi chastotalarda chiqayotgan va biz o‘lchayotgan intensivlik bu tenglamaning yechimi bo‘ladi va u quyidagicha ko‘rinishga ega:

$$I_v(0, \theta) = \int_0^\infty B_v(T) e^{-t_v \sec \theta} \cdot \sec \theta \cdot dt_v. \quad (7.42)$$

Chiziq ichida,  $v$  chastotada, tutash spektrda chiqayotgan nurlanish (7.20) bilan ifodalanadi, u holda chiziq ichida,  $v$  chastotada,  $\theta$  buchakda atmosferadan chiqayotgan intensivlikka ( $I_v$ ) va yulduzdan kelayotgan oqimga ( $H_v$ ) nisbatan qoldiq intensivlik

$$r_v(\theta) = \frac{I_v(0, \theta)}{I_v^0(0, \theta)} \text{ va } r_v = \frac{H_v}{H_v^0} \text{ ga teng bo'ladi.} \quad (7.43)$$

Spektral chiziqning qoldiq intensivligi ( $r_v$ ) va ekvivalent kengligi bilan biz oldingi bobda (5.8.2 paragrafda) tanishgan edik. Chiziqning bu ko'rsatkichlari amalda o'chanadi. Yuqorida keltirilgan usul bilan topilgan qoldiq intensivlik murakkab ko'rinishga ega, shuning uchun biz uni keltirmaymiz. Agar tutash spektrda yutish koeffitsiyenti nolga teng deb qabul qilsak, bu kogerent sochilishda ro'y beradi, u holda (7.39) tenglama oddiy yechimga ega bo'ladi.

**7.2.3. Kogerent sochilishda yutilish chizig'i.** Agar chiziq ichida  $v$  chastotada yutilgan nurlanish shu chastotada chiqarilsa va chiziq yaqinida tutash spektrda biror boshqa chastotada yutilgan nurlanish ham shu boshqa chastotada chiqarilsa, ya'ni chiziq bilan tutash spektr orasida energiya almashinushi ro'y bermasa, bunday nurlanish kogerent sochilish deb ataladi. Kogerent sochilish uchun Shvatshild-Shuster va Eddington modellarini ko'rib chiqaylik.

**a). Shchvatshild-Shuster modeli.** Bu modelda atmosfera bir biridan ajralgan ikkita qatlam (ichki (otosfera) va tashqi (atmosfera))dan iborat deb qaraladi: ichki qatlamdan tutash spektrga ega nurlanish chiqadi, tashqi qatlamda esa, u ma'lum chastotalarda yutiladi va spektral chiziqlar hosil bo'ladi xolos. Yuqorida fotosfera uchun (7.1.2 va 7.1.3 paragraflar) qo'llanilgan usulni qo'llaymiz, u holda manba funksiyasi quyidagicha bo'ladi:

$$S_v = \frac{I_v^0}{1 + t_v^0} \left( \frac{1}{2} + t_v \right). \text{ Bu erda, } t_v = \int_0^\infty \sigma_v dr - \text{ chiziq ichida va } t_v^0 =$$

oqim spektrida optik qalinlik. Nurlanish oqimida qoldiq intensivlik:

$$r_v = \frac{1}{1 + t_v^0}. \quad (7.44)$$

Agar hajm birligi uchun yutish koeffitsiyenti  $s_v = nk_v$ ,  $n$  — hajm birligida berilgan chiziq uchun pastki energetik holatdagi atomlar soni,  $k_v$  — bitta atom uchun hisoblangan yutish koeffitsiyenti bo'lsa,

u holda  $t_v^0 = k_v N$  va Sh-Sh modeli uchun chiziqning qoldiq intensivligi va ekvivalent kenligi quyidagicha ifodalanadi:

$$r_v = \frac{1}{1 + \kappa_v N} \quad \text{va} \quad W = \int_{-\infty}^{+\infty} \left(1 - \frac{1}{1 + \kappa_v N}\right) dv. \quad (7.45)$$

**b) Eddington modeli.** Bu modelga ko'ra fotosfera va atmosfera aralashgan holda bo'ladi, yutish tutash spektrda va chiziqda bir vaqtning o'zida ro'y beradi, u holda oqim uchun qoldiq intensivlik quyidagicha ifodalanadi:

$$r_v = \frac{H_v(0)}{H_v^0(0)} = \frac{1 + \frac{\beta_v^*}{\sqrt{3(1 + \eta_v)}}}{1 + \frac{\beta_v^*}{\sqrt{3}}} \cdot \frac{\sqrt{3} + 2}{\sqrt{3(1 + \eta_v)} + 2}. \quad (7.46)$$

Bu yerda  $\eta_v = \frac{\sigma_v}{\alpha_v}$ ,  $\beta_v^* = \frac{\beta_v \bar{\alpha}}{\alpha_v}$ ;  $\beta_v$  – yulduz atmosfera sharoiti termodinamik muvozanatdan farq qilganda Plank funksiyasiga kiritilgan ko'paytuvchi va  $\bar{\alpha}$  – tutash spektrda o'rtacha yutish koeffitsienti.

**7.2.4. Yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibi.** Agar yulduzning spektrida kimyoviy elementning spektral chiziqlari bo'lsa, bu chiziqlarning ekvivalent kengligini o'chash yo'li bilan yulduzning kimyoviy tarkibi aniqlanadi. Buning uchun, har bir kimyoviy element atomi va ionining energetik sathlaridan boshqa bir necha sathlarga o'tishda hosil bo'lgan chiziqlari (multipletlari) bo'lishi shart. Bu multipletlar uchun ekvivalent kenglik  $W = F(\kappa_v N, \Delta v_D, a)$  bilan optik qalinlik  $\kappa_v N$  orasidagi bog'lanishlar tuziladi va ular asosida o'sish egri chizig'i tuziladi. O'sish egri chizig'i yordamida qator masalalar yechiladi.

- 1) Chiziqni hosil qilishda (unda nurlanishni yutishda) ishtirok etgan atomlar soni  $N$  topiladi va boshqa energetik sathlarda atomlar soni Boltzman formulasi yordamida baholanadi. Agar barcha energetik sathlar uchun  $N$  topilgan bo'lsa, yulduz atmosferasida kimyoviy elementning nisbiy miqdorini va atmosferada atomlarning «uyg'onish temperaturasi»ni topish mumkin.
- 2) Chiziqning doplercha yarim kengligini  $\Delta v_D = v_0 V/c$ . Bu yerda  $V$  atomlarning o'rtacha betartib harakat tezligi.

3) Eyinshteyn koeffitsienti bilan bog'liq, markaziy chastotada yutish koeffitsiyentini topish mukin.

$$\kappa_0 = \frac{\sqrt{\pi} e^2}{m v_0 V} f \quad (7.47)$$

**a). Spektral chiziqning ekvivalent kengligi.** Yuqorida (5.8.2 paragrafda 5.33 formula) ko'rganimizdek spektral chiziqning ekvivalent kengligi unda yutilgan energiya miqdorini tutash spektr birliklarida ko'rsatadi. Shvatsshild-Shuster modelida chiziqda qoldiq intensivlik (6.43), ekvivalent kenglik (6.44) bilan ifodalanadi va u chiziq markazida yutish miqdori ( $k_v N$ ), doplercha kengayish ( $\Delta v_D$ ) va so'nish koeffitsienti ( $a$ ) ga bog'liq funksiya bo'ladi:  $W = F_1(\kappa_v N, \Delta v_D, a)$ .

Eddington modelida esa, u  $W = F_2(\kappa_0 \frac{n}{\alpha_v}, \Delta v_D, a)$  ko'rinishga ega.

**b). Shvatsshild-Shuster modeli uchun o'sish egrisi.** Ekvivalent kenglik uchun topilgan (7.45) formulaga  $k_v$  o'rniga uning (7.36) formula orqali berilgan ifodasini qo'yamiz, u holda chiziqning ekvivalent kengligi quyidagi ko'rinish oladi:

$$W = \int \frac{\kappa_v N}{1 + \kappa_v N} dv. \quad (7.48)$$

Agar  $k_v N < 1$  bo'lsa, u holda bu juda kuchsiz chiziqning ekvivalent kengligi  $W = N \int \kappa_v dv = \sqrt{\pi} \frac{v_0 V}{c} \kappa_0 N$  bo'ladi.

Agar  $N$  katta bo'lsa va chiziq markazida  $k_v N > 1$  bo'lsa, biroq chiziq qanotida  $k_v N < 1$  bo'lsa, chiziqning ekvivalent kengligi uchun quyidagi ifodani topamiz:

$$W = \kappa_0 N \frac{v_0 V}{c} \int_{-\infty}^{\infty} \frac{e^{-u^2}}{1 + \kappa_0 N e^{-u^2}} du. \quad (7.49)$$

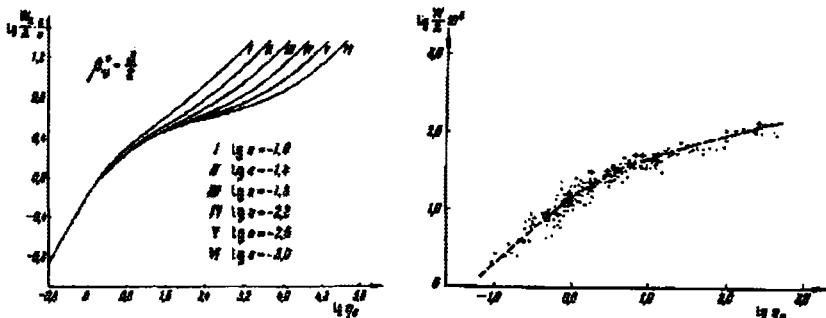
Bu integralning taqrifiy yechimi quyidagicha bo'ladi:

$$W = 2 \frac{v_0 V}{c} \sqrt{\ln \kappa_0 N}.$$

Endi  $N$  shu darajada katta bo'lsinki chiziqning barcha qismlari-da, markazida va qanotlarida,  $k_v N > 1$  bo'lsin, u holda:

$$W = \pi^{\frac{3}{4}} \frac{V_0 V}{c} \sqrt{a \kappa_0 N}.$$

Yuqorida keltirilganlarni yig'ib aytganda, yutuvchi atomlarning soni  $N$  ortishi bilan spektral chiziqning ekvivalent kengligi avval  $N$  ga, keyin  $\sqrt{\ln N}$  va nihoyat  $\sqrt{N}$  ga proporsional ravishda ortadi.



**7.3-rasm.** O'sish egri chizig'i: chapda nazariy, o'ngda amalda Perseyning  $\alpha$ -si uchun Fe va Ca atomlari spektral chiziqlari bo'yicha tuzilgan.

Amalda spektral chiziqning chastotasi emas, balki to'lqin uzunliklari qo'llaniladi va spektral chiziq ekvivalent kengligini uning to'lqin uzunliklari birliklarida ifodalanadi. Agar  $X_0 = k_0 N$  belgilash kirit-sak, u holda

$$\text{kichik } X_0 \text{ larda } \frac{W}{\lambda} = \sqrt{\pi} \frac{V}{c} X_0;$$

$$\text{katta } X_0 \text{ larda } \frac{W}{\lambda} = 2 \frac{V}{c} \sqrt{\ln X_0};$$

$$\text{juda katta } X_0 \text{ larda } \frac{W}{\lambda} = \pi^{\frac{3}{4}} \frac{V}{c} \sqrt{a X_0};$$

Spektral chiziqlarning ekvivalent kengligini ularni hosil qilishda ishtirok etgan atomlar soniga bog'liqligi o'sish egri chizig'i sifatida tasvirlanadi.

O'sish egri chizig'ini tuzish uchun atomlarning multiplet seriyalari tanlanadi. Umumiy pastki sathga ega multiplet chiziqlari uchun

atomlar soni  $N$  bir xil va ossilatorlar kuchlari,  $f$ , esa har xil va ular eksperimental yo'l bilan aniqlangan bo'ladi yoki Eynshteyn koefitsiyentlari orqali hisoblanadi, u holda

$$X_0 = f \frac{e^2 \sqrt{\pi}}{mc} \frac{\lambda}{V_0} N. \quad (7.50)$$

Multipletlar uchun  $\lg \frac{W}{\lambda}$  va  $\lg X_0$  bog'lanishlar grafiklarini chizamiz. Bu grafiklar bir-biridan o'zgarmas sonlarga, yuqorida (7.55) ifodada ikkinchi had, farq qiladi. Chunki har xil multipletda  $N$  har xil bo'ladi va ularni absissa o'qi bo'ylab parallel surib bitta egri chiziqa keltiramiz. Bu o'sish egri chizig'i deb ataladi va u chiziqning ekvivalent kengligi bilan uni hosil qilishda ishtirot etgan atomlar sonini,  $N$ , bog'laydi. Chiziqning ekvivalent kengligi kichik bo'lganda u  $N$  ortishi bilan unga proporsional ravishda orta boradi,  $N$  ma'lum qiymatga yetgach, ekvivalent kenglikni ortishi sekinlashadi va  $N$  ning keyingi ortishi uni deyarli o'zgartirmaydi, chiziqda yutilishni to'ynishi ro'y beradi. Atomlar soni  $N$  juda katta qiymatga yetgach, atom to'qnashishlari ko'payadi va to'qnashayotgan atomlar endi chiziq markazidan ancha chetdagi chastotalarda yuta boshlaysilar, natijada chiziqda yutilishni to'ynishi biroz bartaraf etiladi.

**c). Eddington modeli uchun o'sish egrisi.** Eddington modeliga ko'ra yulduz atmosferasining ixtiyoriy qatlamida bir vaqtning o'zida, ikkala jarayon, tutash spektrda va chiziqdagi yutilish, jarayoni ro'y beradi. Shuning uchun bu model uchun tuzilgan o'sish egrisida  $N$  o'rniiga  $n/\alpha_v$  qo'yiladi va  $X_0$  o'rniiga  $\eta_0 = k_0 n/\alpha_v$  qo'llaniladi. Bu erda  $n$  asosi bir  $sm^2$  bo'lgan atmosfera ustunida atomlar soni,  $\alpha_v$  – v chastotada tutash spektrda atmosferaning yutish koeffitsienti. Demak, Eddington modeli uchun o'sish egrisi spektrning har xil diapazonlarida bir-biridan biroz farq qiladi.

**d). Yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibini aniqlash.** O'sish egri chiziq tuzishdan asosiy maqsad, bu yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibini aniqlashdan iborat. Spektral chiziqning ekvivalent kengligi bilan (ordinata o'qi orqali) o'sish egri chizig'iga kirib absissa o'qidan  $X_0$  ( $\eta_0$ ) ni topamiz. Topilgan  $\eta_0$  yoki  $X_0$  dan berilgan chiziq hosil bo'lishidagi atom o'tishning pastki holatidagi atomlar sonini topish mumkin. Biroq atom ko'plab energetik sathlarga

ega va biror kimyoviy element miqdori barcha ( $i=1,2,\dots$ ) energetik holatlardagi atomlar  $n_i$  va barcha ( $r=1,2,\dots$ ) ionlanish darajalaridagi ionlar  $n_i^r$  yig'indisiga teng, ya'ni

$$n = \sum_{i=1}^{\infty} (n_i + \sum_{r=1}^{\infty} n_i^{r-1}). \quad (7.51)$$

Atomlarni energetik sathlar bo'yicha taqsimlanishi Boltsman (1.14), ionlarniki esa Saxa (1.15) formulalari orqali ifodalanadi. Quyosh fotosferasi ( $T=5700^\circ$ ) uchun oddiy hisoblashlarni ko'rsatishicha vodorod atomlari asosan birinchi (asosiy) energetik holatda, biroq xromosferada ( $10000^\circ$ ) da 20% vodorod atomlari ionlangan bo'ladi. Bu nisbiy miqdor xromosferaning yuqori qatlamlarida yana katta bo'ladi. Biroq xromosferada modda zichligi fotosferadagidan o'n marta kamligini hisobga olsak, Quyosh atmosferasida barcha vodorod atomlari birinchi energetik holatda bo'ladi. Bu holatdan yuqoriga o'tish natijasida hosil bo'ladigan spektral chiziqlar (Layman seriyasi) uzoq ultrabinafshada joylashgan va ularni Yerda turib ko'rib bo'lmaydi. Optik nurlarda Balmer seriyasi chiziqlari hosil bo'ladi. Bu chiziqlar ikkinchi (birinchi uyg'ongan holat, uyg'onish potentsiali  $10,15\text{ eV}$ ) holatdan uchinchi, to'rtinchchi va hokazo holatlarga o'tish natijasida hosil bo'ladi. Balmer seriyasi chiziqlari (multiplet) uchun ikkinchi holat umumiy va unda fotosferadagi barcha vodorod atomlarining milliarddan to'rttasi ( $4,2 \cdot 10^{-9} n$ ) bo'ladi. Bu miqdor kichik bo'lsada Balmer seriyasi chiziqlari yetarli darajada intensiv va Quyosh spektridagi eng intensiv chiziqlardan hisoblanadi. Yulduzlar atmosferasining kimyoviy tarkibi vodorodga nisbatan aniqlanadi. Bunda yulduz atmosferasidagi asosi bir  $\text{sm}^2$  bo'lgan ustunda  $10^{12}$  ta vodorod atomi bor deb hisoblanadi.

Fotosfera spektrida geliyning spektral chiziqlari kuzatilmaydi. Buning sababi, fotosfera temperaturasi gelyi atomlarini uyg'ongan holatga (birinchi uyg'ongan holat potentsiali  $20\text{ eV}$  dan katta) o'tkazish uchun yetarli emas. Optik nurlarda xromosfera spektrida gelyining sariq chizig'i ( $5876\text{ \AA}$ ) kuzatiladi. Buning sababi, xromosferada temperatura  $100000$  dan yuqori va gelyjni uyg'ongan holatga o'tkazish uchun etarli. Gelyining yana bir chizig'i infra qizilda kuzatiladi ( $10830\text{ \AA}$ ). Bu chiziq ham xromosfera va pastki toj spektrida kuzatiladi. Bu va boshqa gelyining spektral chiziqlariga asoslanib to-

pilgan uning miqdori vodorodnikidan besh marta kamligini ko'rsatdi. Qaynoq ( $T \geq 15000^\circ$ ,  $B$  va  $O$  sinf) yulduzlar spektrida geliyning ko'plab chiziqlari kuzatiladi.

Yuqoridagilardan ko'rinish turi ptiki, yulduz spektrida birorta kimyoviy element spektral chizig'ini ko'rinishi uchun yulduz atmosferasida temperatura sharoiti shu element atomlarini uyg'ongan holatga o'tkazish uchun etarli bo'lishi kerak. Demak yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibini aniqlash uchun unda temperatura sharoitini hisobga olish zarur.

Agar yulduz spektrida ko'rileyotgan kimyoviy elementning uch xil ionlanish darajasidagi,  $r-1, r, r+1$  ( $r=1, 2, \dots$ ), ionlari (masalan, Si II, Si III, Si IV) chiziqlari bor bo'lsa, u holda biror ionning ( $r$ ) birorta ( $s$ ) multipleti uchun umumiy pastki holatdagi atomlarning nisbiy soni

$$n_{r,s} = \left( \frac{n_{r,s}}{\sum n_r} \right) \frac{N_E}{N_H} \frac{1}{m_H \mu_0} = n^r \frac{g_{r,s}}{u_r(T)} e^{-\frac{\chi_{r,s}}{kT}} \quad (7.52)$$

(7.49) formuladagi  $N$  o'rniga qo'yiladi. Bu erda:  $n^r$  –  $r$ -nchi ionlanish darajasidagi ionlarning vodorod atomlari soni birliklarida ifodalangan soni;  $\mu_0$  – yulduz atmosferasi uchun o'rtacha molyar massa;  $N_E/N_H$  – ko'rileyotgan kimyoviy elementning ( $E$ ) vodorodga ( $H$ ) nisbatan nisbiy soni;  $g_{r,s}$  – statistik vazn;  $u_r(T)$  –  $r$ -nchi ionlanish darjasini uchun holatlar bo'yicha yig'indi (holat funksiyasi);  $\chi_{r,s}$  –  $r$  – darajadagi ionning  $s$  – energetik holatinining uyg'onish potensiali;  $q=5040/T$  – temperatura ko'rsatkichi. Odatda o'sish egri chizig'i logarifmik o'qlarda chiziladi va (7.51) ni (7.50) ga qo'ygach uni quyidagicha yozamiz:

$$X_0 = n^r \frac{\sqrt{\pi} e^2}{mc} \lambda g_{r,s} f \frac{10^{-\theta \chi_{r,s}}}{V_0 u_r(T)}. \quad (7.53)$$

$$\lg X_0 = \lg n_r + \lg(g_{r,s} f \lambda) - \theta \chi_{r,s} - \lg(V_0 u_r(T)) + \lg \frac{\sqrt{\pi} e^2}{mc}. \quad (7.54)$$

O'ng tomondagi ikkinchi hadni (7.54) ni chap tomoniga o'tkazamiz va birinchi, to'rtinchi va beshinchi hadlar ko'rileyotgan multiplet uchun bir xil va temperaturaga bog'liq, ularni  $C_{r,T}$  bilan belgilaymiz, u holda

$$\lg X_0 - \lg(g_{r,s} f\lambda) = \lg C_{r,T} - \theta\chi_{r,s} = \lg Y. \quad (7.55)$$

Agar yulduz atmosferasi uchun o'sish egrisi topilgan bo'lsa, berilgan kimyoviy elementning har xil uyg'onish potensialiga ( $\chi$ ) ega spektral chiziqlarining ekvivalent kengligi bilan o'sish egrisiga

$\lg\left(\frac{W_\lambda}{\lambda}\right)$  kiramiz va uning absissa o'qidan ularga mos keladigan  $n_i$

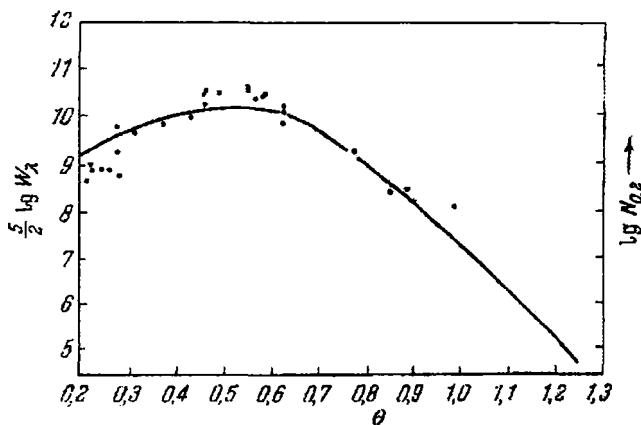
topamiz va bu chiziqlarning ossilator kuchi ( $f$ ), to'lqin uzunligi ( $\lambda$ ) va uni hosil qilgan o'tishning statistik vaznnini ( $g_r$ ) bilgan holda (7.55) ning chap tomonini hisoblab topamiz. Topilgan bu miqdorni ordinata o'qi bo'ylab va unga mos keladigan uyg'onish potensiali ( $\chi$ ) ni esa absissao'qi bo'ylab qo'yamiz. Ko'rinish turiptiki, (7.55) bog'lanish to'g'ri chiziqnini ifodalaydi. Bu to'g'ri chiziqnining absissa o'qi bilan hosil qilgan burchagi temperatura parametri ( $\theta$ ) ga, ordinata o'qi bilan kesishish nuqtasi  $\lg C_{r,T}$  ga teng. Temperatura parametri orqali topilgan temperatura uyg'onish temperaturasi deb ataladi.  $C_{r,T}$  – parametr dan ko'rileyotgan kimyoviy elementning nisbiy miqdorini hisoblash mumkin. Bu usul to'g'risida to'lar oq ma'lumotlarni Dj. L. Grinsteyn tahriri ostida mualliflar jamoasi tomonidan yozilgan «Zvyozdnie atmosferi» kitobda L.X. Aller tomonidan yozilgan 4-bobdan topish mumkin.

### 7.2.5. Yulduzlarni spektral sinflarga ajratishning fizik asoslari.

Yuqorida keltirilganlardan ko'rinish turiptiki, spektral chiziqnining ekvivalent kengligi  $W$  va intensivligi  $I$ , avvalo, uning ossilator kuchiga (atom o'tishi ehtimoliga), uni hosil qilishda ishtirot etayotgan atomlar soniga, keyin esa zichlikka bog'liq. Ossilatorlar kuchi (atom o'tish ehtimoli) yulduz atmosferasining fizik ko'rsatkichlariga bog'liq emas. Demak, berilgan chiziqnining yulduz spektrida intensivligi uni hosil qilishda ishtirot etayotgan atomlarning soni orqali ifodalanadi. Ish-tirok etayotgan atomlar sonini chiziqnini hosil qilayotgan atom o'tishi uchun pastki energetik holat bo'lgan sathdagi atomlar soni belgilaydi. Atom va ionlarni energetik sathlar bo'yicha taqsimlanishi Boltzman (1.14) va Saxa (1.15) formulalari orqali ifodalanadi. Bu formulalar uyg'ongan holatlar bo'yicha atomlarni taqsimlanishini ifodala-ydi va temperaturani ortishi bilan uyg'ongan holatlardagi atomlar soni ortib borishini ko'rsatadi.

Har bir kimyoviy element atomi uchun temperatura ma'lum qiymatga yetgach, ko'pchilik atomlar uyg'ongan holatlarga o'tadi va ayrimlari esa ionlanadi. Bunday atomlarga tegishli spektral chiziqlar maksimal intensivlikka yetadi, ion chiziqlari ham ko'rina boshlaydi. Agar temperatura ma'lum qiymatdan oshsa va uni keyingi ko'tarila boshlashi barobarida ko'plab atomlar bir karra, ayrimlari esa ikki karra ionlanadi. Bunda endi, shu kimyoviy element atomiga tegishli chiziqlar kuchsizlana boshlaydi va butunlay ko'rinnmay ketadi (7.4-rasm), ioniga tegishli chiziqlar esa, aksincha, kuchaya boshlaydi.

Yulduzlar, ularning spektridagi yutilish (qora) chiziqlarning intensivligiga ko'ra, spektral sinflarga ajratilganlar ( $V$  bobda ko'rilgan edi). Masalan, spektrida vodorod chiziqlari maksimal intensivlikka ega yulduzlar  $A0$  sinfga kiritilgan. Bu sinfga kiradigan yulduzlar atmosferasida temperatura  $10000\text{ K}$  ga teng va bunday temperatura sharoitida vodorod atomlarining ko'pchiligi uyg'ongan holatlarga o'tgan (optik nurlarda ko'rindigan spektral chiziqlar, Balmer seriyasi chiziqlari, ikkinchi energetik sathdan uchinchi, to'rtinchchi va hokazo sathlarga o'tish natijasida hosil bo'ladi) bo'ladi. Vodorodning Balmer seriyasi uchinchi chizig'i  $Hg$  ning ekvivalent kengligi  $10080\text{ K}$  ( $\theta=0,5$ ) da maksimal qiymatga yetadi va temperatura ( $\theta=5040/T$ ) ni keyingi ortishi bilan u kamaya boshlaydi (7.4-rasmga qarang).



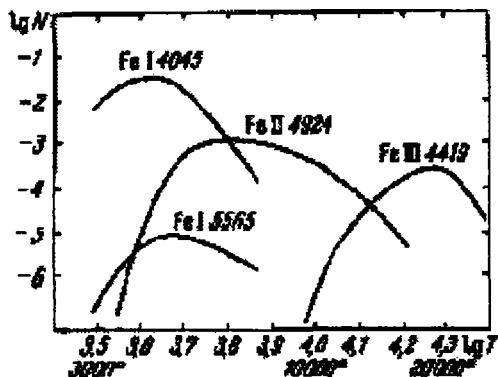
**7.4-rasm.** Vodorod atomi  $Hg$  chizig'inining ekvivalent kengligini temperatura parametrining  $\theta=5040/T$  bo'yicha o'zgarishi.

*B*5 va *A*5 sinfga kiritilgan yulduzlar spektrida vodorod chiziqlarining intensivligi *A*0 sinfga kiruvchilarnikidan biroz kuchsiz, chunki *B*5 yulduzlarda temperatura  $15000\text{ K}$ , bunday temperaturada vodorod atomlarining bir qismi ionlangan, demak vodorod atomi chiziqlarini hosil qilishda ishtirok etayotgan atomlar soni kamaygan va shuning uchun chiziqlarning intensivligi pasaygan.

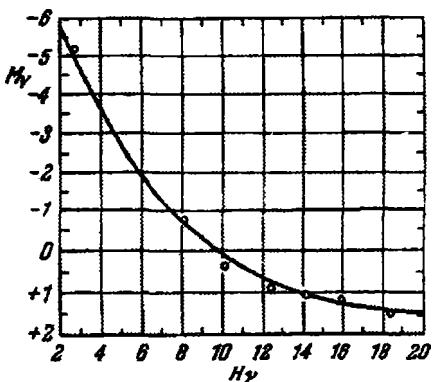
*A*5 spektral sinfga kiruvchi yulduzlarda temperatura  $8500\text{ K}$ , ya'ni uyg'ongan (ikkinch'i) holatga o'tgan atomlar soni maksimal darajaga yetmagan. *B*0 sinfga kiradigan yulduzlarning spektrida vodorod atomi chiziqlari deyarli ko'rinxaydi, chunki bu yulduzlar atmosferasining temperaturasi  $28000$  va bunday temperaturada vodorod atomlari to'la ionlangan, ko'pchilik geliy atomlari uyg'ongan holatga o'tgan va bir qismi ionlangan. *B*0 yulduzlarning spektrida geliy ionlari spektral chiziqlari ko'rindi. *F*0 sinfga kiradigan yulduzlar ( $7400\text{ K}$ ) spektrida vodorod atomlari chiziqlari *A*0 dagiga qaraganda ancha kuchsizlangan, metall ionlari (masalan, kalsiy ioni) chiziqlari esa yaqqol ko'rindi. Bunday temperatura ( $7400\text{ K}$ ) sharoitida vodorod atomlarining ko'pchiligi asosiy (birinchi) energetik holatda bo'ladi, shuning uchun uyg'ongan, ikkinchi, sathda atomlar soni kam va undan boshlanadigan o'tishlar bilan bog'liq chiziqlar kuchsiz. Ko'plab metallar esa yuqori darajada ionlangan va bu ionlarning chiziqlari ko'rindi. *G* spektral sinfga kiradigan yulduzlar spektrida kalsiy ioni chiziqlari *Ca II H* va *K* maksimal intensivlikka yetadi. Bu yulduzlar atmosferasida temperatura ( $6000\text{ K}$ ) sharoiti kalsiy atomlarini to'la ionlantirish uchun yetarli bo'ladi. Har bir metall atomlari va ionlari ham ma'lum temperaturalarda maksimal darajada uyg'ongan holatlarga o'tgan bo'ladi va ularning chiziqlari shu temperatura sharoitida maksimal intensivlikka yetadi. Masalan, neytral temir atomining to'lqin uzunligi *Fe I*  $\lambda 4045\text{ \AA}$  bo'lgan chizig'ini hosil qilishda ishtirok etadigan atomlar soni  $T=4000^\circ\text{K}$ , yoki *Fe I*  $\lambda 5565\text{ \AA}$  chizig'ini —  $4700^\circ\text{K}$ , temir ionining *Fe II*  $\lambda 4924\text{ \AA}$  chizig'ini —  $6300\text{ K}$ , ikki karra temir ioni *Fe III*  $\lambda 4419\text{ \AA}$  chizig'ini —  $20000\text{ K}$  da maksimal qiymatga yetadi, demak, bu chiziqlarning intensivligi maksimumga yetadi (7.5-rasmga qarang).

**7.2.6. Bir xil spektral sinfga va har xil yorqinlik sinflariga kiradigan yulduzlarni ajratish usuli va uning mohiyati.** Yuqorida keltirilganlardan ko'rinxib turi ptiki, yulduzlarning spektral ketma-ketligini temperaturaga bog'liqligini atomlarning ionlanish nazariyasi sifatiy

jihatdan yaxshi tushuntiradi. Vodorod atomi chiziqlari  $A0$  ( $\theta=0.5$ ) sinfga kiruvchi yulduzlarda, N III, O III ionlarning chiziqlari —  $O8$ ,  $O9$  ( $\theta=0.15$ ), N II, O II larniki esa —  $B1$ ,  $B2$ , Mg II —  $B8$ ,  $B9$  sinfga kiruvchi yulduzlarda maksimal intensivlikka ega bo‘ladi. Bu nazariy hisoblashlarga mos keladi. Bir xil spektral, biroq har xil yorqinlik sinflariga (o‘tagigant, gigant, bosh ketma-ketlik, karlik) mansub yulduzlar uchun nazariy hisoblash natijalari kuzatishdan olingan natijalarga mos kelmaydi. Masalan, past temperaturali  $K8-9$  va  $M1-2$  spektral sinfga kiruvchi gigant va o‘tagigant yulduzlarda neytral kalsiy chiziq‘i  $Ca\ I\ \lambda\ 4227\ \text{\AA}$  ni hosil qilishda ishtirok etadigan atomlar soni bosh ketma-ketlik va karlik yulduzlardagidan ko‘p (demak, chiziqnning intensivligi o‘tagigantlarda kuchli) bo‘lishi kerak. Aslida bu chiziq ( $Ca\ I\ \lambda\ 4227\ \text{\AA}$ ) karliklarda o‘tagigant va gigantlardagiga qaraganda ancha kuchli bo‘lib chiqdi va uning intensivligi absolut kattalikni aniqlashda ishonchli ko‘rsatkich sifatida qo‘llaniladi. Yana bir misol, vodorodning yuqorida ko‘rilgan  $H$ , va  $H_s$  chiziqlarini hosil qilishda faol ishtirok etuvchi vodorod atomlari A sinfga kiruvchi karlik, bosh ketma-ketlik, gigant va o‘tagigant yulduzlarda bir xil miqdorda bo‘ladi. Bunga qaramasdan, bu chiziqlarning intensivligi (ekvivalent kengligi) karlik (absolut kattaligi  $M=+1.5$ ) yulduzlarda o‘tagigantlarda ( $M=-5$ ) kuzatiladigandan ancha (5 martadan ko‘p) yuqori (7.6-rasmga qarang).



7.5-rasm. Temir atomlari va ionlarining nisbiy sonini temperaturani o‘zgarishi natijasida o‘zgarishi.



**7.6-rasm.** Vodorodning  $Hg$  chizig'i ekvivalent kengligini (absissa o'qi bo'ylab angstremlarda) absolut yulduziy kattalik (ordinata o'qi bo'yicha o'zgarishi).

Yulduz spektrida chiziqning intensivligi va kengligi yulduz atmosferasining ko'pgina faktorlariga ( $T$  – temperatura,  $\rho$  – zichlik,  $V_0$  – issiqlik va turbulent harakatlar tezligi,  $P$  – gaz bosimi, yulduzni o'q atrofida aylanish tezligi, magnit maydoni kuchlanganligi) bog'liq va ular orasida atomlar soni asosiy faktor sanaladi. Yuqorida ko'rilgan kalsiy ioni  $Ca\text{ I } \lambda 4227\text{ \AA}$  va vodorod  $H_g$ ,  $H_\delta$  chiziqlarining yorqinlik (absolut kattalik bo'yicha) sinflari bo'yicha o'zgarishini zichlik tufayli kengayish deb qarash mumkin. Vodorod chiziqlari ionlarning (qisman elektronlarning) mikroskopik elektr maydonida chiziqiy Shtark effekti tufayli kengayadi. Elektron zichlik qancha katta bo'lsa, chiziq qanotlarida yutish koeffitsiyenti  $\alpha_{\Delta\lambda} = const \cdot N_e(\Delta\lambda)^{-2.5}$  shuncha katta bo'ladi.

Yulduzlarning «spektr-yorqinlik» diagrammasi masofasi (uzoqligi) o'lchangan yulduzlarga asosan tuzilgan. Bunday yulduzlar bizga yaqin yulduzlar bo'lib, ularning soni 7500 dan biroz ko'p. Masofasi ma'lum bo'lgan bu yulduzlarning absolut kattaligi  $M$  hisoblab topiladi va unga ko'ra uning yorqinligi (Quyosh birliklarida) topiladi. Absissa o'qi bo'ylab spektral sinflar, ordinata o'qi bo'ylab esa absolut kattaliklar (yoki yorqinliklar qo'yiladi). Bu masofasi aniqlangan yulduzlar uchun ularning ayrim spektral chiziqlari ( $Ca\text{ I } \lambda 4227\text{ \AA}$  va vodorodning  $H_g$ ,  $H_\delta$ ) intensivligi bilan absolut kattaliklari orasidagi bog'lanishlar topilgan (masalan, 7.6-rasmda-

gi). Masofasini o'chab bo'lmaydigan (yillik parallaksi juda kichik bo'lgani uchun) yulduzning yuqorida ko'rilgan spektral chiziqlariga yuqorida chiqarilgan (7.6-rasm) empirik bog'lanishlarni qo'llash yo'li bilan yulduzning absolut kattaligini topish mumkin. Bunday usul bilan topilgan absolut kattalik asosida topilgan masofa  $r = 10^{1-0.2(M-m)} ps$ , yulduzning spektral parallaksi deb ataladi. Bu usulni spektrini olish mumkin bo'lgan ko'plab yulduzlarga qo'llash mumkin.

## Savollar

1. Yulduz atmosferasi nima?
2. Yulduz atmosferasidan nuriy energiya qanday o'tadi?
3. Atmosferada nuriy muvozanat nima?
4. Yulduz atmosferasida tutash spektr qanday hosil bo'ladi?
5. Yulduz atmosferasida spektral chiziqlar qanday hosil bo'ladi?
6. Yulduz modeli nima va unda qanday ko'rsatkichlar keltiriladi?
7. O'sish egrisi nimani ifodalaydi?
8. Yulduzlarni spektral sinflashtirish asosida yulduzning qanday ko'rsatkichi yotadi?

## Adabiyotlar

1. *Д.Я. Мартинов*, Курс практической астрофизики, Наука, М, 1977.
2. *Д.Я. Мартинов*, Курс общей астрофизики, Наука, М, 1987.
3. *В.В. Соболев*, Курс теоретической астрофизики, Наука, М. 1967.
4. *Дж.Л. Гринстейн*, ред. «Звёздные атмосфера», ИЛ, Москва, 1963.

## MUNDARIJA

<b>Kirish .....</b>	3
---------------------	---

### I bob. Asosiy astrofizik tushunchalar

<b>1. Fotometrik tushunchalar .....</b>	10
1.1. Fizikada qo'llaniladigan fotometrik tushunchalar .....	10
1.2. Ko'rinchalik yulduziy kattalik. Pogson formulasi .....	13
1.3. Yulduziy kattaliklari shkalasining hisob boshi .....	14
1.4. Astronomik va fizik fotometrik birliklar orasidagi boglanishlar .....	15
1.5. Yorug'likning mexanik ekvivalenti .....	16
1.6. Sirt yorug'ligi (ravshanlik).....	17
2. Astrofizikada keng qo'llaniladigan kvant fizikasi tushunchalari .....	20
2.1. Osmon yoritqichlarining elektromagnit nurlanishi .....	21
2.2. Nurlanish tarkibi (spektri) ni atom o'tishlar natijasida shakllanishi .....	24

### II bob. Astrofizik tekshirish vositalari

<b>2. Optik teleskoplarning asosiy ko'rsatgichlari .....</b>	38
2.1. Astrofizik tekshirishlarning xususiyatlari .....	38
2.2 Teleskopning asosiy ko'satkichlari .....	39
2.3. Optik aberratsiyalar va ularning tasvirga ta'siri .....	50
2.4. Optik o'qdan chetda kuzatiladigan aberratsiyalar va ularni kamaytirish yo'llari ..	54
2.5. Optik teleskoplarning turlari .....	57
2.6. Radioteleskoplar va ularning asosiy ko'rsatgichlari .....	69
2.7. Kosmik astrofizik tekshirish asboblari .....	82
2.8. Neytrino astronomiyasi asoslari .....	92
2.9. Quyosh teleskoplari .....	95

### III bob. Teleskopga o'rnatiladigan yordamchi asboblar

<b>3.1. Teleskopda yig'ilgan nurga dastlabki ishlov berish .....</b>	105
3.2. Spektrograflar va ularning asosiy ko'rsatqichlari .....	112
3.3. Kameralar .....	126

### IV bob. Nurlanish priyomniklari

<b>4.1. Nurlanish priyomniklarining asosiy ko'rsatgichlari .....</b>	131
4.2. Fotografik plastinka (plyonka) .....	134

4.3. Tashqi fotoeffektga asoslangan nurlanish priyomniklar .....	141
4.4. Ichki fotoeffektga asoslangan priyomniklar .....	148
4.5. Issiqlik priyomniklari .....	155
4.6. Radionurlanish priyomniklari .....	157

## **V bob. Astrofizik tekshirish usullari**

5.1. Astrofizik tekshirishdan maqsad va osmon yoritqichlarining ayrim xususiyatlari .....	161
5.2. Osmon yoritqichlari nurini Yer atmosferasida kuchsizlanishi .....	168
5.3. Astrofotometriya .....	176
5.4. Fotografik astrofotometriya .....	181
5.5. Elektrofotometriya .....	186
5.6. Quyosh va Oyning yorug'ligini o'lchash .....	197
5.7. Kolorimetriya .....	198
5.8. Astropolyarimetriya .....	206
5.9. Astrospektrofotometriya .....	210

## **VI bob. Yulduzlarning fizik ko'rsatkichlarini aniqlash usullari**

6.1. Osmon yoritqichlarining uzoqligini aniqlash usullari .....	226
6.2. Yulduzlar temperaturasini aniqlash usullari .....	230
6.3. Yulduzlarning radiusini aniqlash usullari .....	237
6.4. Yulduzlarning nuriy va fazoviy tezliklarini aniqlash .....	243
6.5. Yulduzlar massasini aniqlash .....	249

## **VII bob. Yulduzlar nurlanishini hosil bo'lish nazariyasi elementlari**

7.1. Yulduzlar fotosferasi va tutash spektrni hosil bo'lishi .....	253
7.2. Yulduzlar atmosferasi nazariyasi asoslari. Chiziqliy spektrni hosil bo'lishi. ....	265
<b>Adabiyotlar .....</b>	<b>281</b>

I. Sattorov

## ASTROFIZIKA

### I QISM

*Darslik*

Muharrir *O.Xudoyberdiyev*  
Texnik muharrir *M.Alimov*  
Kompyuterda sahifalovchi *A.Ro'ziyev*

Bosishga ruxsat etildi 04.08.2009. Qog'oz bichimi 60x84<sup>1</sup>/<sub>16</sub>.  
Hisob-nashr tabog'i 17,75. Adadi 500.  
Buyurtma № 25

«Ta'lim nashriyoti» MChJ.  
100060, Toshkent, Ya.G'ulomov ko'chasi, 74-uy

«IQTISOD-MOLIYA» nashriyotida tayyorlandi.  
100084, Toshkent, H.Asomov ko'chasi, 7-uy.  
Hisob-shartnomalar № 41-2009.

«HUMOYUNBEK - ISTIQLOL MO'JIZASI» bosmaxonasi  
100000, Toshkent, Qori-Niyoziy ko'chasi, 39-uy.