

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

I. SATTAROV

ASTROFIZIKA

II qism

*Oliy va o'rtta maxsus ta'lim vazirligi
oliy o'quv yurtlari talabalari uchun o'quv qo'llanma
sifatida tavsiya etgan*

TOSHKENT
«TURON-IQBOL»
2007

Taqrizchilar: **S. Nuritdinov** — fizika-matematika fanlari doktori,
M. Mamadazimov — pedagogika fanlari doktori.

Ushbu qo'llanma hozirgi zamon astrofizikasi yutuqlariga asoslanib yozildi. Qo'llanmada Quyosh fizikasi haqida ma'lumotlar, sayyoralar va Quyosh sistemasidagi boshqa jismlarni kosmik apparatlar yordamida tekshirishdan olingan natijalar keltirilgan va tahlil qilingan. Shuningdek, statsionar (muqim) yulduzlarning fizik ko'rsatkichlari va ular orasidagi bog'lanishlar, nostatsionar yulduzlarda "ro'y" beradigan fizik jarayonlar, Galaktikaning tuzilishi va tarkibi, Metagalaktikada kuzatiladigan jarayonlar haqidagi ma'lumotlarga ham qo'llanmada keng o'rin berilgan.

Qo'llanma universitetlarda hamda pedagogika institutlarida fizika va astronomiya yo'nalishi bo'yicha ta'lim oladigan talabalarga mo'ljallangan. Qo'llanmadan shu yo'nalish aspirantlari va qiziquvchilari ham foydalanishlari mumkin.

Isroil Sattarov

ASTROFIZIKA

II qism

(Oliy o'quv yurtlari uchun talabalari o'quv qo'llanma)

Muharrir *I. Inog'omov*

Texnik muharrir *T. Smirnova*

Musahhiha *H. Zokirova*

Kompyuterda tayyorlovchi *L. Abkerimova*

Bosishga ruxsat etildi 23.01.07. Bichimi $60 \times 90 \frac{1}{16}$. Tayms garniturasida ofset bosma usulida bosildi. Shartli b.t. 12.5. Nashr t. 12.5. Nusxasi 1000.
Buyurtma № 210. Bahosi shartnoma asosida.

KIRISH

O'zbekiston Respublikasi «Kadrlar tayyorlash milliy dasturi» ni amalga oshirish uchun yangi o'quv darsliklari zaruriyati tug'ilganligi va oxirgi 10-15 yil davomida osmon yoritgichlarini tekshirish borasida muhim va yangi natijalar olinganligi ushbu qo'llanmani yozishni taqozo etdi.

Qo'llanmani tayyorlashda muallifning ko'p yillardan buyon talabalarga o'qigan ma'ruzalari asos bo'ldi. Qo'llanma hozirgi zamon astrofizikasining ko'pgina sohalarini o'z ichiga olgan va u olti bobdan iborat. **Birinchi bobda** Quyosh fizikasi masalalariga ko'proq o'rin berildi. Bunga sabab, birinchidan Quyosh yuza qatlamlari ko'rinadigan va batafsil tekshirish mumkin bo'lgan yagona yulduzdir va yulduzlarni tekshirishda uni o'rganishdan olingan bilimlarga tayaniladi. Ikkinchidan, Quyoshga bo'lgan qiziqish nihoyatda katta va Yerdagi hayot undan kelayotgan energiya oqimiga bog'liq. Oxirgi yillarda Yerdagi kuzatilayotgan global isish muammosi ko'pchilikni tashvishga solib, bu jarayon Quyosh energiyasining o'zgarish natijasi emasmi degan savol tug'ilmoqda. Nihoyat oxirgi o'n besh yil ichida kosmik apparatlar yordamida Quyoshni tekshirishlar, uning atmosfera qatlamlarini, ayniqsa, Yer atmosferasidagi radiatsion holatni belgilaydigan va Quyosh shamoli deb ataladigan plazma oqimini o'z ichiga olgan geliosferaning tuzilishi va dinamikasi bo'yicha bajarilgan ishlar muhim natijalar berdi.

Avtomatik apparatlar yordamida sayyoralar va Quyosh sistemasining boshqa mayda jismlari tabiatini tekshirishlar yangi va muhim bilimlar keltirdi. Sayyoralar sirtidan nihoyatda yuqori darajada energiya ajratilishiga ega tasvirlar olindi va o'rganildi hamda avtomatik apparatlar yordamida fizik va kimyoviy o'lchashlar bajarildi. Sayyoralar sirtiga avtomatik stansiyalar (mas. Mars sirtiga "Spirit") qo'ndirildi va ular yordamida sirtning fizik-kimyoviy tarkibi va tuzilishi o'rganildi. Sayyoralar atrofidagi ko'plab halqalar va yo'ldoshlar kashf etildi. **Ikkinchi bobda** ana shu jismlarni tekshirishdan olingan bilimlar keltiriladi va tahlil qilinadi.

Uchinchi bobda statsionar yulduzlarning fizik ko'rsatkichlari va ular orasidagi bog'lanishlar tahlil qilinadi, yulduzlar evolutsiyasi to'g'risidagi olingan natijalar keltiriladi. Ko'pchilik yulduzlar qo'shaloq yulduz tizimini hosil qiladi va ularning faoliyati yakka yulduzlarnikidan

farq qiladi. Ularning ayrimlari atrofida sayyoralar, gaz disklar kashf etilmoqda.

Zich qo'shaloq yulduzlar tizimi nostatsionar yulduzlar faoliyatida muhim o'rin egallaydi. Bunday tizimlarni tashkil etuvchilari orasida modda almashinuvi ro'y berib turadi, bu esa o'z navbatida, yulduz faoliyatida keskin o'zgarishlar (masalan, chaqnash) hosil bo'lishiga olib keladi. Ushbu bobda rivojlanish bosqichining boshida bo'lgan yulduzlarning o'zgarish jarayonlarini tekshirishdan olingan turli-tuman muhim va yangi ma'lumotlar keltirilgan.

To'rtinchi bobda bizning Galaktikamizning tuzilishi, tarkibi va fizik ko'rsatkichlarini tekshirishdan olingan yangi bilimlar keltirilgan. Bunda Xabbl kosmik teleskopi (XKT), rentgen, infraqizil va radio teleskoplar yordamida olingan natijalarga asoslaniladi. Rentgen va infraqizil diapazondagi kuzatishlar optik nurlarda bizga ko'rinmaydigan Galaktika markaziga "qarash" imkonini berdi. Radiointerferometr teleskoplar yordamida markazning yuqori darajada ajratilishiga ega xaritalari olindi. Bu natijalar Galaktikaning to'laroq modelini tuzish imkonini berdi.

Beshinchi bobda Galaktikadan tashqarida kuzatiladigan obyektlar, boshqa galaktikalar, kvazarlar, kvazaglarning fizik ko'rsatkichlarini tekshirishdan olingan yangi bilimlar beriladi. Metagalaktikadagi galaktikalarning taqsimlanishi, galaktikalar spektrida chiziqlarning qizilga siljishi, Xabbl doimiysining oxirgi yillarda aniqlangan yangi qiymati va u bilan bog'liq muammolar muhokama qilinadi. Oltinchi bobda kosmologiya asoslari, kosmologik modelni tanlash muammolari, galaktika va unda yulduzlarning evolutsiyasi nazariyasi keltiriladi.

Qo'llanma ko'plab grafik va rasmlar bilan boyitildi. Ular matnni to'laroq tasvirlashga, tushinishga va eslab qolishga imkon beradi degan umiddamiz. Bu rasmlar orasida XKT, sun'iy kosmik stansiyalarga o'rnatilgan rentgen, ultrabinafsha, infraqizil teleskoplar yordamida tushirilgan osmon yoritqichlarining suratlari, o'ta uzun bazisga ega (Yer radiusi kattaligida) radiointerferometrlar yordamida olingan kosmik radionurlanish manbalari xaritalari o'rin olgan.

Ular Yer yuzida turib olingan rasmlardan yuqori darajada aniqligi bilan farq qiladi va rentgen hamda ultrabinafsha, infraqizil nurlarda birinchi bor olinganligi bilan muhimdir. Qo'llanma elektron versiyaga ham rejalashtirilgan.

QUYOSH FIZIKASI

1.1. Quyoshning asosiy fizik ko'rsatkichlari

Osmonda Quyosh bizga taxminan yarim gradus burchak ostida, aylana shakldagi barkash sifatida ko'rinadi. Quyosh gardishining chetlari keskin chegaraga ega va uning radiusini yetarli darajada yuqori (bir burchakiy yoy sekundi) aniqlik bilan o'lchash mumkin. Bunday o'lchashlar yil davomida Quyoshning burchakiy diametri biroz [31'31"-afeliyda (iyul boshida), 32'35" perigeliyda (yanvar boshida)] o'zgarib turishini ko'rsatadi. Bu o'zgarishlar orbitaning elliptikligi tufayli Quyosh bilan Yer orasidagi masofani biroz uzayishi va qisqarishi bilan bog'liq. Quyoshning haqiqiy radiusi uning pulsasiyalanishi tufayli biroz kattalashib va kichrayib turadi va u o'z o'qi atrofida aylanganligi tufayli aylanish o'qi bo'ylab biroz siqilgan bo'lishi ham kerak. Biroq bunday o'zgarishlar miqdori bir necha o'n km dan oshmaydi, shuning uchun ularni o'lchash mushkul masala va ular Quyoshning boshqa ko'rsatkichlarini hisoblashga katta ta'sir ko'rsatmaydi. Quyosh gardishining burchakiy kattaligi va Yerdan ungacha bo'lgan masofani (bu masofa har yillik Astronomik jadvallarda har bir sana uchun keltiriladi) bilgan holda uning radiusini hisoblab topish mumkin.

Quyosh plazma shar bo'lib, uning o'rtacha radiusi 696000 km. Quyosh gaz shar bo'lsada, u keskin chegaraga ega ekanligi uning moddasini nur yutish xususiyati bilan bog'liq. Bu to'g'rida keyinroq to'xtalamiz. Quyoshning hajmi $1,4 \cdot 10^{27} \text{ m}^3$, massasi $2 \cdot 10^{30} \text{ kg}$ va o'rtacha zichligi 1410 kg/m^3 . Quyosh sirtida og'irlik kuchining tezlanishi 274 m/s^2 .

Quyosh barcha tomonga, shu jumladan biz (Yer) tomonga ham nurlanish sifatida energiya sochadi. Yer atmosferasidan tashqarida, Quyoshdan bir astronomik birlik (a.b.) masofada uning nurlariga tik o'rnatilgan sirtga, o'rtacha $1366,5 \text{ Vt/m}^2$ quvvat tushadi. Agar bu yuza birligiga tushayotgan quvvatni radiusi bir a.b. ga teng sfera sirti yuzasiga ko'paytirsak, barcha tomonga sochilayotgan energiya quvvatini topamiz va u Quyoshning to'la quvvatiga teng, ya'ni $3,86 \cdot 10^{26} \text{ Vt}$. bo'ladi. Bu qiymat Quyosh aktivligining o'zgarishi bilan biroz (0,15 %) o'zgarib turadi. Agar Quyoshdan barcha tomonga sochilayotgan to'la energiyani uning sirti yuziga bo'lsak Quyosh sirti yuza birligidan sochilayotgan quvvatni topamiz va u $6,35 \cdot 10^7 \text{ Vt/m}^2$. Agar Quyosh absolut qora jism singari nurlanish sochadi deb hisoblasak, unga Stefan-Bolsman formulasini qo'llashimiz va Quyosh sirtining temperaturasini hisoblashimiz mumkin. Bunday hisoblash Quyosh yuzining effektiv temperaturasi 5785 K ekanligini ko'rsatadi.

Quyosh oʻz oʻqi atrofida aylanadi. Bu oʻq ekliptika tekisligi bilan 83 gradus burchak tashkil qiladi. Quyoshning oʻq atrofida aylanishi Yerni uning atrofida aylanishi bilan bir xil yoʻnalishida, sharqdan gʻarbga qarab, roʻy beradi. Aylanish tezligi Quyosh ekvatorida 2 km/s ga teng va ekvator dan shimol va janubga tomon kamayib boradi hamda bu kamayish sharsimon qattiq jismlardan kuchli. Bu hodisa Quyosh oʻz oʻqi atrofida aylanishi differensial aylanish ekanligini va uning qattiq jismlar emasligini koʻrsatadi. Odatda, oʻq atrofida aylanish burchak tezliklarida berilgani uchun Quyoshning differensial aylanish qonunini burchak tezlik orqali ifodasi quyidagicha:

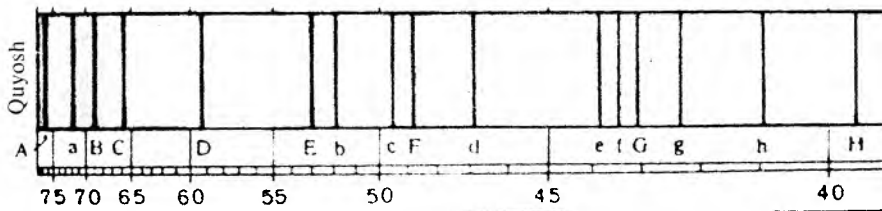
$$\omega = 14,38^\circ - 2,7^\circ \sin^2\varphi. \quad (1.1)$$

Bu yerda: ω — burchak tezlik (grad/sutka); φ — Quyosh sirti uchun geliografik kenglik.

Yuqorida keltirilgan formula yordamida Quyoshning siderik aylanish davrini hisoblash mumkin. Quyosh ekvatorida ($\varphi = 0$), u 25 kunga, qutblari yaqinida esa 30 kunga teng. Sinodik aylanish davri bundan taxminan 2 kunga uzun va u Yerni Quyosh atrofida aylanishi bilan bogʻliq. Quyoshning differensial aylanishi uning aylanish momentini fotosfera ostidagi oqimlar va maydonlar taʼsirida qayta taqsimlanishi bilan bogʻliq va u Quyosh sirtida magnit maydonlar hosil qilishda, aktivlikning shakllanishida asosiy rol oʻynaydi.

1.2. Quyosh spektri

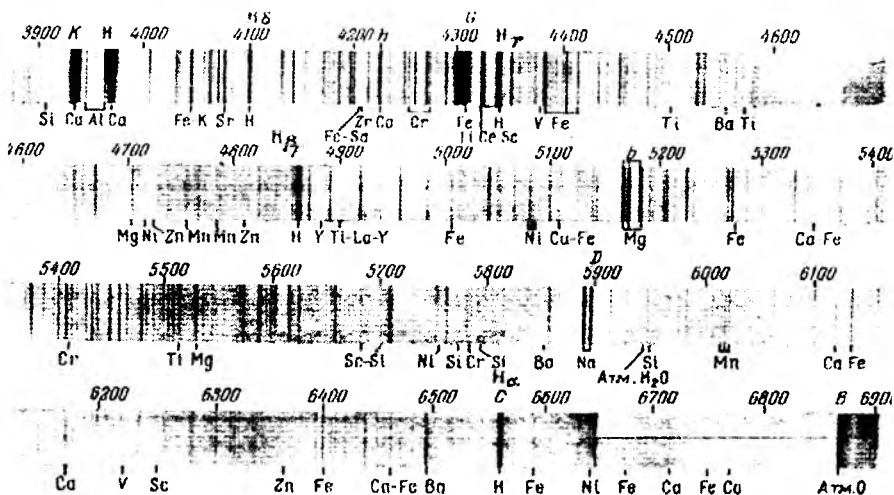
Optik, yaʼni yorugʻlik nurlarida Quyosh spektri qora chiziqlar bilan kesilgan rang-barang tasma sahn (tutash yoki uzluksiz nurlanish) dan iborat. Odatda, spektr deganda koʻz oldimizga keladigan bu rang-barang nurlar ketma-ketligida har xil rangli (qizil, sariq, yashil, havorang, koʻk, binafsha) nurlar biridan ikkinchisiga oʻtishi asta-sekin roʻy beradi, ikki xil rangli nurlar orasida ularning aralashmasidan iborat rangli nurlar joylashadi (1.1-rasm). Masalan, qizil va sariq rangli nurlar orasida qirmizi va sargʻish qizil nurlar oʻrin egallagan, yaʼni har xil rangli nurlar orasida keskin uzilish yoʻq va shuning uchun bunday rangli nurlar ketma-ketligi uzluksiz yoki tutash spektr deb ataladi. Mazkur kursning birinchi qismida biz tutash spektrning hosil boʻlish mexanizmlari (issiqlik va noissiqlik)ga toʻxtalgan edik. Fizik nuqtayi nazardan har xil rangli nurlar bir-biridan ularni tashkil etgan fotonlarning har xil energiya (kvant)ga ega ekanligi bilan farq qiladi va bu energiya nurlanish chastotasi (ν) (toʻlqin uzunligi $\lambda = \frac{c}{\nu}$) ga bogʻliqdir. Binafsha rangli foton (kvant)lar qizil ranglilarga qaraganda yuqori energiyaga ega. Shunday qilib, tabiatan biz tutash spektrda har xil rangli nurlanishlar ketma-ketligi bilan birgalikda har xil energiyali kvantlar ketma-ketligini koʻramiz. Quyoshning optik spektri toʻlqin uzun-



1.1-rasm. Quyosh spektri: rang-barang tutash spektr sahnidagi qora chiziq-larga Fraunhofer chiziqlari deb ataladi. Pastda to'liq uzunliklari 0.1 nm larda, harflar bilan Fraunhofer kuch chiziqlari belgilangan: C va F vodorod, D natriy chizig'i.

liklari bo'yicha 3900 Å dan 7600 Å (bir Å = 10^{-10} m) gacha bo'lgan oraliqda bo'ladi. Bu oraliqdagi kvantlar energiyasi 3.0 elektronvolt (eV) dan to 1.6 eV gacha bo'lgan diapazonga to'g'ri keladi (1.2-rasm).

Quyosh energiyasining 99 % u optik diapazondagi tutash spektrda sochiladi. Bu energiya Quyoshning ichki qatlamlaridan uni yuza qatlamiga chiqadi va undan fazoga tarqaladi. Tutash spektr sahnida biz har xil qoralik va kenglik (intensivlik)dagi ko'plab (20 000 dan ortiq) chiziqlarni ko'ramiz. Quyosh spektrida qora chiziqlarni birinchi bor 1814 yilda nemis optik olimi Fraunhofer kuzatgan va shuning uchun bu chiziqlar fraunhofer chiziqlari deb ataladi. Fraunhofer chiziqlari fizik laboratoriyada kuzatiladigan qizdirilgan gazlar-ni emission chiziqlariga mos kelishini 1859 yilda nemis olimlari Kirxgof va Bunzenlar kashf etishgan. Hozirgi kunda Quyosh spektrida 72 kimyoviy



1.2-rasm. Quyosh spektrining optik diapazoni. Eng kuchli (intensiv) chiziqlar A, B, C, D, F, G, H, K harflar bilan belgilangan. Spekr ustidagi sonlar to'liq uzunliklarni (angstremlarda), ostidagisi kimyoviy element belgilarini bildiradi.

elementning chiziqlari borligi aniqlangan. Bu chiziqlar orasida qoraligi va kengligi bo'yicha eng intensiv kalsiy ioni (Ca II) ga tegishli bir juft chiziqlardir. Ular optik spektrni qisqa to'lqinli chegarasi yaqinida joylashgan ($\lambda_1=3968 \text{ \AA}$ va $\lambda_2=3933 \text{ \AA}$). Bu chiziqlarni Fraunhofer N va K chiziqlar deb belgilagan. Intensivligi bo'yicha keyingi o'rinlarni vodorodning balmer seriyasiga kiruvchi chiziqlar ($N_\alpha, N_\beta, N_\gamma, \dots$) va ulardan keyin neytral metallar: natriy (Na), magniy (Mg), temir (Fe) atomlari chiziqlari egallaydilar.

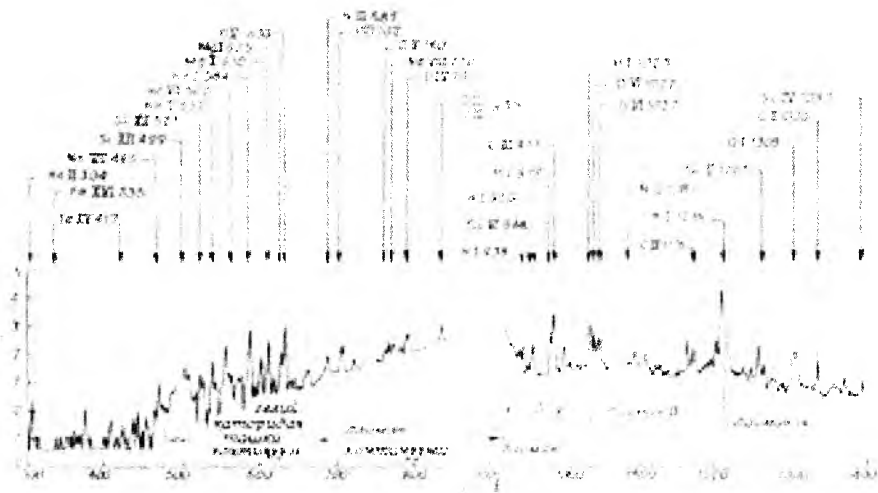
Fraunhofer chiziqlari yutilish (absorbsion) chiziqlaridir. Ular Quyoshning ichki qatlamlaridan chiqib kelayotgan tutash spektrga ega bo'lgan nurlanishni atmosfera qatlamidagi ionlar (Ca II) va atomlar (N, Na, Mg, Fe...) tomonidan yutilishi natijasida hosil bo'ladi. Atmosferadagi har bir ion yoki atom o'ziga xos va mos chastota (to'lqin uzunlik)larda tutash spektrda sochilayotgan nurlanishni yutadi va spektrning shu qismida intensivlik pasayadi, ya'ni yorug' tutash spektr sahnida qora chiziq hosil bo'ladi. Bunday murakkab spektr fizik laboratoriya sharoitida kuzatilmaydi va uni tushuntirish uchun Quyosh nisbatan past temperaturali siyrak gaz atmosferaga ega bo'lsa kerak, degan xulosaga kelinadi. Bunday atmosferada balandlik bo'yicha temperatura, zichlik va gaz bosimi kamayib borishi kerak. Quyosh va yulduzlarning bunday atmosfera qatlami fotosfera, ya'ni yorug'lik sferasi deb ataladi. Fotosfera Quyosh va yulduzlarda yagona qatlam emas, fotosfera ustida atmosferaning yuqori qatlamlari joylashgan. Bular haqida (1.5) da qarab chiqiladi.

1.3. Quyoshning elektromagnit nurlanish tarkibi

Optik nurlarda ko'rinadigan spektr Quyosh nurlanishining kichik bir qismini tashkil etadi. Optik diapazondan chap tomonda ko'zga ko'rinmaydigan ultrabinafsha nurlar joylashsa, undan o'ng tomonda infraqizil nurlar ketma-ketligi o'rin egallaydi. Ultrabinafsha (UB) nurlar keng ($0,01 \div 0,39 \text{ mkm}$) elektromagnit to'lqinlar diapazonini ishg'ol etadi.

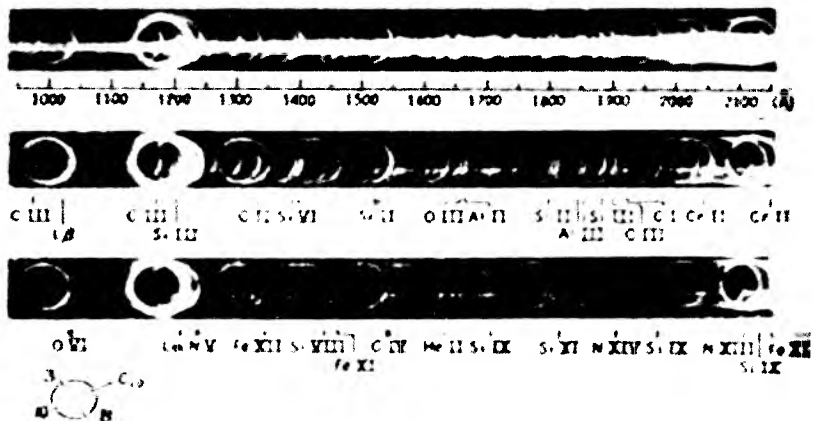
Bu diapazonda sochilayotgan kvantlar energiyasi 100 eV dan 3 eV oraliqqa to'g'ri keladi. Yana ham qisqa to'lqinli (yuqori energiyali) nurlanish rentgen nurlari diapazonini tashkil etadi. Ular λ bo'yicha 0.0001 mkm dan 0.01 mkm gacha, kvantlari energiyasi bo'yicha esa 10^4 eV dan 10^2 eV gacha diapazonni egallaydi.

Quyoshning rentgen va UB nurlari Yer atmosferasida azot (N_2) va kislorod (O_2) molekullari tomonidan yutiladi, shuning uchun ular Yergacha yetib kelmaydi. Quyoshning rentgen va UB nurlanishi (1-2960 \AA) Yer atmosferasidan tashqariga ko'tarilgan teleskoplar hamda spektrograflar vositasida o'rganiladi. Bu asboblarning havo sharlari, raketalar va sun'iy yo'ldoshlariga o'rnatiladi. Bunday tekshirishlar Quyoshning bu diapazonlardagi nurlanishi optik diapazondagidan farq qilishini ko'rsatadi. Avvalo, rentgen nurlar tomon tutash spektrning intensivligi pasayib boradi va $\sim 0.01 \text{ mkm}$



1.3-rasm. Yerning sun'iy yo'ldoshi yordamida olingan Quyosh spektrining (1400—300Å) fotometrik yozuvi (pastda), kimyoviy element belgilari bilan to'liq uzunliklari (yuqorida).

da u nolga teng bo'ladi. Ikkinchidan uzoq UB nurlar ($\lambda < 0.2$ mkm) diapazonida avval yutilish chiziqlari bilan birgalikda chiqarish (emission) chiziqlari, keyinchalik ($\lambda < 1000$ Å) esa faqat emission chiziqlar kuzatiladi. Bu chiziqlar tutash spektr sahnida unga nisbatan yorug' chiziq shaklda ko'rinadi. Bular ko'p marta ionlangan metallar chiziqlari bo'lib, UB spektr tasvirlarida ular orasida Mg X (to'qqiz karra ionlangan magniy), vodorod



1.4-rasm. Ultrabinafsha diapazon (1000—2200 Å) da uch xil ekspozitsiya bilan olingan, to'la tutilgan Quyoshning spektri tasvirlari. Ikkinchi va uchinchi qator tasvirlar ostida kimyoviy element ioni belgisi keltirilgan.

atomining layman seriyasi (L_{α} , $(\lambda-1011) = 1216 \text{ \AA}$), kislorod (O IV, OV), uglerod ionlari (C II, C IV)ga tegishli chiziqlar yaqqol ko'zga tashlanib turadi. UB spektrogrammaning $\lambda < 300 \text{ \AA}$ diapazoni temir (Fe X dan Fe XVI gacha), kremniy (Si VIII dan Si X gacha), geliy (He II), kislorod, kobalt, neon ionlarining yonma-yon joylashgan ko'plab chiziqlaridan tashkil topgan. Yuqori energiyali rentgen diapazonda ($\lambda < 100 \text{ \AA}$) hatto temirning vodorodsimon ionlari (bitta elektronli) Fe XXVI ning chiziqlarini ham ko'rish mumkin.

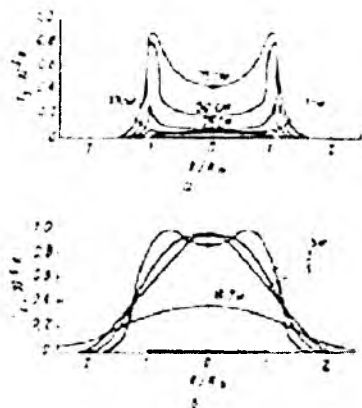
UB hamda rentgen diapazonda to'la tutilgan Quyosh tasviri (1.4-rasm) optik nurlarda olingan tasvirdan katta va yorug' halqa shaklga ega. Bu qatlamni Oy gardishi to'la to'sa olmaydi va u yorug' halqa shaklida ko'rinadi. Demak, bu chiziqlar fotosfera ustida joylashgan atmosfera qatlamlarida hosil bo'ladi. Bu qatlamlarda temperatura yuz minglab gradus ($T \geq 10^5 \text{ K}$) dan oshadi. Chunki metallarni ko'p marta ionlantirish uchun shunday temperatura zarur.

Quyosh spektrining infraqizil (IQ) diapazoni ($0.76 < \lambda < 1000 \text{ mkm}$) kam energiyali kvantlar ($1.6 > h\nu > 10^{-5} \text{ eV}$)dan tashkil topgan bo'lib, uning bir qismi ($0.76 < \lambda < 15 \text{ mkm}$) Yer atmosferasida H_2O va SO_2 molekularlar tomonidan qisman, qolgan qismi ($15 \text{ mkm} < \lambda$) esa to'la yutiladi va Yer yuziga etib kelmaydi. IQ spektr optik diapazon singari keng qora chiziqlar bilan kesilgan tutash spektrdan iborat va unda energiyaning taqsimlanishi optik diapazondagi taqsimot singari temperaturasi $T \approx 5000 \text{ K}$ bo'lgan nurlanishga mos keladi. Demak, Quyoshning IQ nurlanishi fotosferadan, uning past ($T \sim 4300 \text{ K}$) temperaturali tashqi chegarasidan sochiladi.

Quyoshning IQ spektrining o'ng tomonida uning radiospektri joylashgan. Radiospektr tutash (uzluksiz) radioto'lqinlar ketma-ketligi bo'lib, u elektromagnit to'lqinlar diapazonining keng (1 mm dan 20 metrgacha) oralig'ini ishg'ol etadi. U radioshovqin sifatida qayd etiladi. Radiokvantlar energiyasi 10^{-5} eV dan kam bo'lsa-da, Quyoshdan kelayotgan radionurlanish oqimi qayd qiladigan darajada yetarlicha kuchlidir (ayrim hollarda u bir necha minut ichida o'nlab marta kuchayib ketadi). Quyosh radionurlanishi intensivligining to'lqin uzunligi bo'yicha o'zgarishi Reley-Jins formulasi bilan ifodalanadi va radiospektrning qisqa to'lqinli chegarasi ($\sim 1 \text{ mm}$) dan uning uzun to'lqinli chegarasigacha ($\sim 20 \text{ m}$) 10^8 marta kamayadi. Quyoshning radionurlanishi intensivligi uning rentgen nurlanishi singari yuz minglab gradus temperaturaga ega manba intensivligiga mos keladi. Quyoshning radio va rentgen nurlanishi no'issiqlik nurlanishidir. U zaryadli zarralarning magnit va elektr maydonlarda tormozlanishi natijasida hosil bo'ladi.

Quyoshning radiator radiusi (radionurlanishdagi burchakiy kattaligi) optik radiusi (R)dan katta, shu bilan birgalikda radiator radiusi uni o'lchashda qo'llanilayotgan to'lqin uzunligiga bog'liq: λ qancha katta bo'lsa $R(\lambda)$ shuncha katta bo'ladi (1.5-rasm). Ikkinchi tomondan, detsimetr diapazonda Quyosh

gardishining ravshanligi uning markazidan chetiga tomon ortib boradi (optik nurlarda aksincha) va gardish chetida maksimal qiymatga ega bo'lgach, uning ortida keskin kamayadi. Biz yuqorida Quyoshning rentgen tasviri optik tasvirdan katta degan edik, endi radiotasvir ham optik tasvirdan katta ekanligini ko'rdik. Demak, Quyoshning rentgen va radionurlanishi fotosfera ustida joylashgan tashqi atmosfera qatlamlaridan sochiladi. Bu qatlamlar xromosfera va Quyosh toji deb ataladi. Bu qatlamlarning tuzilishini ko'rib chiqishdan oldin Quyosh nurlanishining energetik tarkibiga to'xtalaylik.

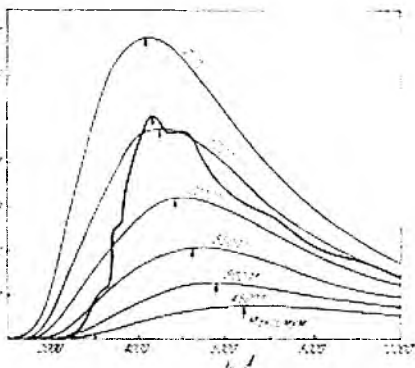


1.5-rasm. Har xil to'liq uzunliklarda radioravshanlik temperaturasining gardish markazidan uning cheti tomon o'zgarishi.

1.4. Quyoshning tutash spektrida energiyaning taqsimlanishi va uning to'la energiyasi

Energiyaning tutash spektrda taqsimlanishi maxsus asbob, spektrobolometr yordamida bajariladi. Spektrobolometr shunday fotometrki, uning sezgirliги nurlanishning to'liq uzunligiga bog'liq emas, ya'ni u spektrning barcha qismlarida bir xil sezgilkikka ega. Quyosh spektri bolometr yordamida o'lchanadi. Buning uchun spektrobolometrning kirish tirqishiga tushirilgan spektr harakatga keltirilib, bolometrda hosil bo'lgan signal lentaga yozib olinadi. Spektrobolometrning ko'rsatishi energetik birliklarda graduirovka qilingan (darajalangan) bo'ladi va uning yordamida olingan yozuvda ordinata o'qi bo'ylab Quyosh gardishi markazi birlik yuzasi (1 m^2) dan bir birlik to'liq uzunligi oralig'ida (m) chiqayotgan quvvat va absissa o'qi bo'ylab esa to'liq uzunligi (λ) qo'yiladi.

Bunday yozuv ikki xil xatoliklardan ozod etilishi zarur: birinchidan, Fraunhofer chiziqlarida yutilib qolingani hisobga olinadi va tuzatma sifatida o'lchash natijalariga kiritiladi. Bu ish tutash spektrni chiziqlardan xoli qismlariga tayanib bajariladi. Ikkinchidan, agar o'lchashlar Yer yuzida turib bajarilgan bo'lsa, Quyosh nurini unda yutilishi hisobga olinishi kerak. Bunda Buger usuli qo'llaniladi. Ya'ni Quyosh har xil zenit masofalarda bo'lgan paytda spektrobolometrik o'lchashlar bajariladi va natijalarga tuzatma kiritish yo'li bilan Yer atmosferasida yutilishi hisobga olinadi. 1.6-rasmda Quyosh gardishi markazining bir m^2 yuzasidan bir milliingstrom to'liq uzunligi oralig'ida 1 steradian fazoviy burchak ichida sochilayotgan quvvat, absissa o'qi bo'ylab esa to'liq uzunliklari (λ) qo'yilgan. 1.6-rasmdagi chizmadan ko'rinib turibdiki, Quyosh energiyasi maksimumi 5000 \AA ga to'g'ri

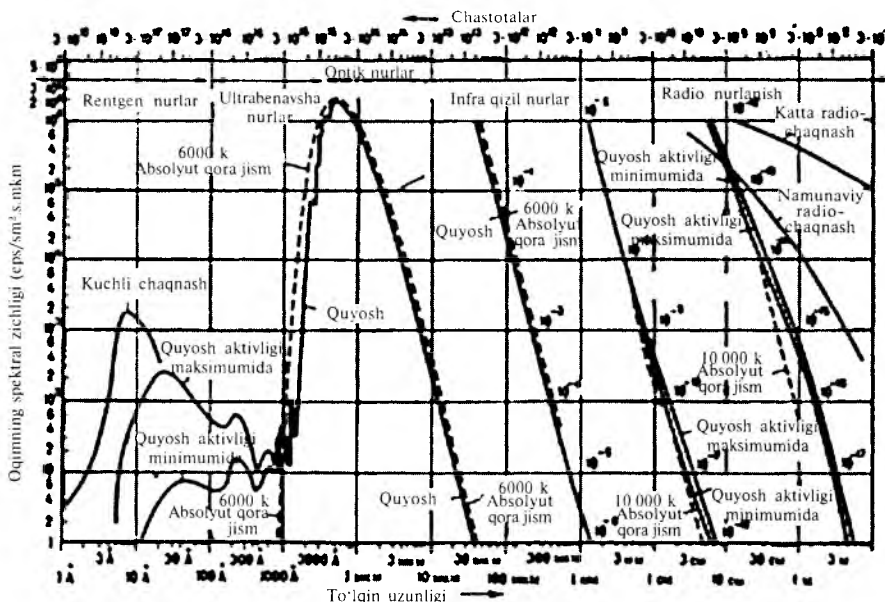


1.6-rasm. Quyosh spektrida energiya taqsimlanishi (yo'g'on egri chiziq) va Plank taqsimoti (ingichka egri chiziq).

keladi va undan uzoqlashgan sari ikkala tomonga kamayib boradi. 1.6-rasmda Plank formulasi yordamida har xil temperatura (T) uchun hisoblangan absolut qora jism spektrida energiyani taqsimlanishi ham keltirilgan. Rasmdan ko'rib turiptiki, optik diapazon ($\lambda > 0.4$ mkm) da Quyosh spektrida energiyani taqsimlanishi $T = 6000$ K da hisoblangan Plank taqsimotiga mos keladi. Yorug'lik va UB nurlarda taqsimotlar bir-biriga mos kelmaydi, buning sababi fotosfera moddasining yutish koeffitsenti bilan bog'liq, bu to'g'rida biz

yuqorida, qo'llanmaning birinchi qismida, Quyosh singari yulduzlarning fotosferasi nazariyasida to'xtalgan edik.

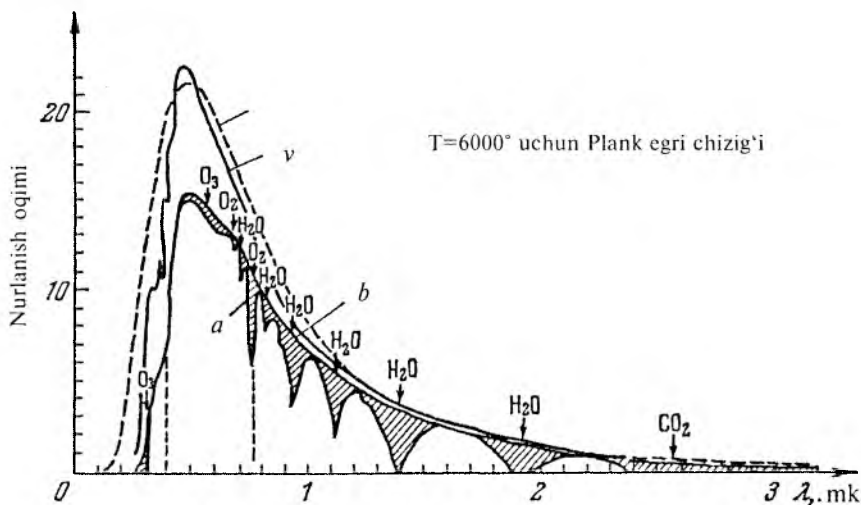
1.7-rasmda to'lqin uzunligi $\lambda = 1$ mkm da tutash spektr intensivligi 10^6 erg/sm² · s · mkm ga teng ekanligi ko'rinib turipti. Ma'lumki, $\lambda kT \gg hc$ bo'lganda Plank formulasi Reley-Jins formulasi bilan almashtirilishi



1.7-rasm. Quyoshning elektromagnit nurlanishida energiyani taqsimlanishi yo'g'on egri chiziq bilan, Plank formulasi bo'yicha hisoblangan taqsimot punktir chiziq bilan tasvirlangan.

mumkin. Bunday amal radiodiapazonda oʻrinli boʻlib, $\lambda = 1$ mm da radionurlanish intensivligi $\lambda = 1$ mkm dagidan yuz milliard marta kam, yaʼni 10^{-5} Vt/m² boʻlishi kelib chiqadi. Agar Quyoshning nurlanishini issiqlik nurlanishi deb, hisoblasak bu nurlanishga mos keladigan rentgen diapazonlarda intensivlikni hisoblash mumkin. Quyoshning radionurlanishini oʻlchashlardan olingan natijalar bundan oʻnlab va minglab marta kattadir. Yaʼni Quyoshning radionurlanishi temperaturasi $T \sim 10^4 - 10^6$ K ga toʻgʻri keladi. Bu nurlanish noissiqlik tabiatga ega va fotosferadan emas, balki uning ustida joylashgan xromosfera va toj qatlamlaridan chiqadi. Yuqoridagi singari oddiy hisoblashlarni rentgen diapazon uchun ham bajarish mumkin. Bunday hisoblash natijalari Quyoshning rentgen nurlanishi ham noissiqlik tabiatiga va u $10^5 - 10^6$ K temperaturaga mos keladi degan xulosaga olib keladi. Shunday qilib, Quyosh atmosferasi ichki va tashqi qatlamlarga boʻlinadi. Ichki qatlam fotosfera deb ataladi va uning nurlanishi issiqlik tabiatga ega. Fotosferani Quyoshning toʻla energiyasiga qoʻshayotgan hissasi 99%. Atmosferaning hissasi 1% boʻlsa-da, bu qatlamdan chiqayotgan nurlanishning temperaturasi $10^5 - 10^6$ K ga teng.

1.8-rasmda Quyoshdan kelayotgan nurlanish oqimida energiyaning taqsimlanishi tasvirlangan. Nurlanish oqimini Quyosh gardishining barcha qismlaridan chiqayotgan nurlanishlar hosil qiladi va uning maksimumi (~ 200 Vt/m² mkm) 0.5 mkm ga toʻgʻri keladi. 1.8-rasmdan koʻrinib turiptiki, maksimumdan oʻng va chap tomonga nurlanish oqimi energiyasi kamayib boradi. Unda UB va IQ nurlar hissasi oʻn marta, rentgen va radio nurlanishlar hissasi esa minglab marta kam. 1.8-rasmdagi egri chiziqlar



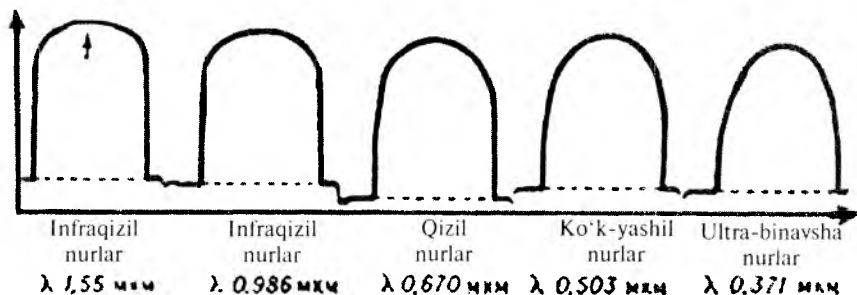
1.8-rasm. Quyosh spektrida energiyaning taqsimlanishi: a) spektrobolometr yordamida yozib olingan spektr; b) yutish chiziqlari hisobga olingandan keyingi silliqilgan taqsimot; v) atmosferadan tashqarida bajarilgan oʻlchash natijalariga asoslangan taqsimot.

bilan absissa o'qi hosil qilgan chizma yuzasi Quyoshning to'la energiyasini beradi. Yer atmosferasidan tashqarida Quyosh nurlariga tik qo'yilgan 1 m^2 yuzani Quyosh 1366 Vt quvvat bilan isitadi. Bu quvvat 11 yillik davr bilan biroz (1-2 Vt ga) ko'payib, kamayib turadi va bunday o'zgarish Quyosh aktivligining kuchayishi va susayishi bilan bog'liq. Quyosh aktivligining kuchayishi uni UB, rentgen va radio nurlanishlarining katta miqdorda ortishiga sababchi bo'ladi (1.6-rasmga qarang). Bu mavzuga keyinroq qaytamiz.

1.5. Quyosh atmosferasi

Samo jisimini o'rab turuvchi shaffof gaz qobig'i uning atmosferasi deb ataladi. Bunga Yerni o'rab turuvchi shaffof gaz qatlam misol bo'la oladi. Kunduzi, bulutsiz paytlarda Yer atmosferasi bizga ko'm-ko'k osmon sifatida ko'rinadi. Osmon(atmosfera)ning tiniqlik darajasi undagi zarrachalarning nurni yutish (sochish) qobiliyati (K_λ)ga, konsentratsiyasiga (N) va ko'rinish chizig'ining uzunligi (l)ga bog'liq. Yutish (sochish) koefitsenti K_λ yuza birlikka ega va u nurlanishning to'lqin uzunligiga bog'liq. Bu uchala ko'rsatkichning ko'paytmasi birlikka ega bo'lmagan miqdor va u atmosferaning optik qalinligi ($\tau = K_\lambda Nl$) deb ataladi. Atmosfera orqali o'tayotgan yorug'lik nuri intensivligi $e^{-\tau}$ marta o'zgaradi, ya'ni $\tau = 1$ bo'lgan atmosferadan o'tayotganda yorug'lik kuchi 2,7 marta, $\tau = 2$ bo'lganda 7,5 marta kamayadi!!! Ya'ni $\tau \geq 1$ bo'lganda qatlamlar bizga deyarli ko'rinmaydi. Shunday qilib, Quyosh atmosferasi optik qalinligi $\tau \leq 1$ bo'lganda qatlamlarni o'z ichiga oladi. Tutash spektrning $\lambda = 0,5 \text{ mkm}$ uchun $\tau_{0,5} = 1$ bo'lgan va gardish markazida ko'rinadigan qatlam Quyosh atmosferasining ichki chegarasi deb qabul qilingan va atmosferada balandlik ana shu qatlamdan boshlab o'lchanadi.

A) **Fotosfera.** Agar samo jismi atmosferaga ega bo'lsa, uning gardishi markazi eng oydin (ravshan) bo'ladi va markazdan gardish cheti tomon uzoqlashgan sari oydinlik kamayib boradi. Yuqorida ta'kidlaganimizdek, biz tutash spektr nurida fotosferani ko'ramiz. Fotosferaning intensivligi (I)



1.9-rasm. Har xil spektral diapazonlarda fotosfera intensivligining gardish markazidan uning cheti tomon kamayishi. Intensivlikning markazdan chetga tomon kamayishi qisqa to'lqinli va yuqori energiyali diapazonlar tomon kuchayib boradi.

gardish markazida eng yuqori (masalan, $\lambda = 0.5$ mkm da $I_0 = 4.6 \cdot 10^4$ vt/sm² steradian) va undan uzoqlashgan sari avval asta-sekin keyin gardish cheti yaqinida tez suratlar bilan kamayib boradi.

Buni shunday tushuntirish mumkin. Shar shakldagi samo jismi sferik qatlam shakldagi atmosfera bilan o'ralgan bo'ladi. Gardish markazida ko'rish chizig'i atmosferaning eng ichki ($\tau = 1$) qatlamlarigacha yetib boradi. Bu qatlamlar qaynoq va ulardan chiqayotgan nurlanish yuqori intensivlikka ega. Gardish cheti tomon (o'nga) surilgan sari ko'rish chizig'i etib boradigan $\tau = 1$ qatlam yupqalasha boshlaydi. Gardish cheti tomon intensivlik taqriban quyidagicha ifodalanadi:

$$I(\tau_\lambda) = I_0(1 - u_\lambda + u_\lambda \cdot \tau_\lambda). \quad (1.2)$$

Bunda: $\lambda = 0.5$ mkm uchun $u_\lambda = 0.65$ ni va intensivlikning gardish cheti tomon pasayib borishini temperatura (T) va zichlik (ρ) ning balandlik bo'ylab kamayishi bilan tushuntirish mumkin. Bu yerda u_λ va τ_λ to'lqin uzunligiga bog'liq bo'lgan proporsionallik koeffitsenti va fotosferaning optik qalinligi. Oq nurda gardish chetida intensivlik 0,5 burchakiy sekund masofa ichida nolgacha pasayadi. Demak, fotosferaning qalinligi 360 km dan oshmaydi.

Stasionar (muqim) gidrostatik muvozanatdagi atmosfera bosimning balandlik bo'yicha o'zgarishi quyidagi

$$P = P_0 e^{-\frac{\mu R}{RT} h}, \quad (1.3)$$

qonun bilan ifodalanadi. Bunda: P_0 — atmosfera asosida bosim, μ — atmosfera gazlarining o'rtacha molar massasi, g — erkin tushish tezlanishi, R — ideal gazlar doyimiyi, T — temperatura. Agar qatlamda T — o'zgarmas

bo'lsa, $\frac{RT}{\mu g} = H$, — atmosferada bir jinsli qatlamning balandlik shkalasi deb ataladi va uning qalinligini ifodalaydi. Bunday qatlamning ustki va pastki chegaralarida gaz bosimi taxminan uch marta farq qiladi. Fotosferada balandlik shkalasi $H=180$ km ga teng va u qatlamning qalinligi balandlik shkalasi chegaralarida bosim va zichlik uch marta o'zgaradigan qatlamning qalinligini ko'rsatadi. Fotosferaning optik qalinligi $\tau = \chi \cdot \rho \cdot N \approx 1$. Bu yerda: χ — bir gramm fotosfera moddasi uchun hisoblangan yutish koeffitsenti, u yuza birligiga ega, ρ — fotosferada zichlik. Fotosfera moddasining notiniqligi asosan vodorodning manfiy ionlari (ikkita elektronga ega bo'lgan vodorod atomi) tufayli ro'y beradi va uning yutish koeffitsenti $\chi = 0.6$ sm²/g. Fotosferada temperatura sharoiti shundayki, metallar intensiv ionlangan, vodorod atomi esa asosiy energetik holatda bo'ladi. Bunday sharoitda vodorod atomi ikkinchi elektronni qabul qilib olishi mumkin bo'ladi. Natijada manfiy vodorod ionlari hosil bo'ladi. Bunga teskari bo'lgan jarayonda esa manfiy iondan ortiqcha elektron ajralib, fotosferada tutash spektrni shakillantiradi.

Endi $H = 180$ km ekanligini hisobga olsak, $\rho \sim 10^{-7}$ g/sm³ ekanligini topamiz. Fotosferada balandlik bo'ylab T , g va P_g (gaz bosim) ning o'zgarib borishi jadvalda keltirilgan.

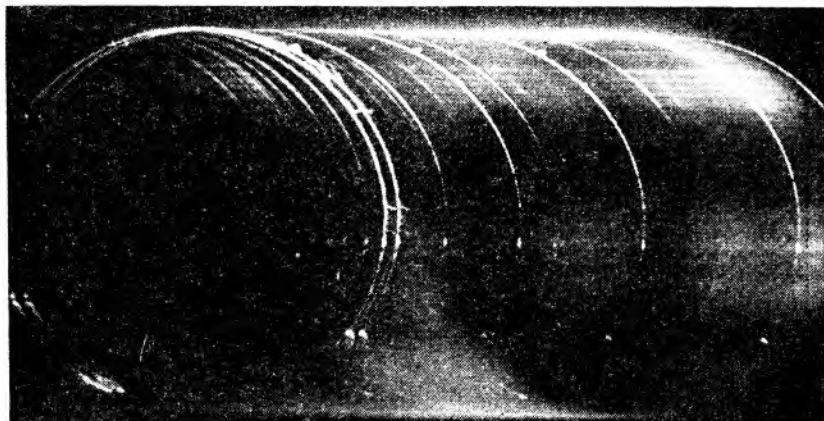
1.1-jadval

τ	h, km	T, K	Lg ρ , g/sm ³	Lg (R_g), din/sm ²
0.0001	460	4300	-8.03	+3.38
0.0100	278	4640	-7.35	+4.10
0.1000	136	5140	-6.82	+4.67
1.0000	0	6430	-6.46	+5.13

Fotosferada hamma vaqt o'rtacha stasionar holat hukm suradi deb hisoblash mumkin. Chunki fotosferadan fazoga qancha energiya sochilsa, unga ichki qatlamlardan shuncha energiya keladi. Fotosferada energiya nurlanishni yutilishi (manfiy vodorod ionlarining ionlanishi) va qayta sochilishi (manfiy vodorod ionlari hosil bo'lishi) yo'li bilan uzatiladi (nuriy uzatish). Bunda vodorodning manfiy ionlari asosiy rol o'ynaydi. Yuqori temperaturadagi gaz yuqori bosimga ega bo'ladi. Fotosfera moddasining bosim kuchi og'irlik kuchiga teng va unga qarama-qarshi yo'nalgan, ya'ni fotosfera hamma vaqt gidrostatik muvozanatda bo'ladi.

B) Xromosfera. Fotosfera ustida joylashgan xromosfera tutash spektr nurlarida to'la tiniq bo'lib, uning ravshanligi fotosferanikidan yuzlab marta kam. Xromosferani Quyosh to'la tutilgan paytda bir necha minut davomida qirmizi halqa sifatida yaqqol ko'rish mumkin (1.10-rasm). Halqaning kengligi 16" -20" , ya'ni xromosferaning qalinligi 12—15 ming km. Xromosferaning spektri emission chiziqlardan iborat. Bu chiziqlar fotosfera spektrida (geliyniki bundan mustasno) qora chiziq shaklida ko'rinadi. Biroq xromosfera spektrida ionlar va yuqori uyg'onish potensialiga ega bo'lgan atom va ionlarning spektral chiziqlari fotosferanikiga qaraganda intensivroqdir. Bu esa xromosferada temperaturaning yuqoriligini ko'rsatadi.

Xromosferani ionlangan kalsiy, vodorod va geliy chiziqlari markazida ham ko'rish mumkin. Bu intensiv chiziqlar markazida fotosfera notiniq (masalan, H_{α} markazida intensivlik $I = 0.09$) va ularda Quyoshdan sochilayotgan nurlanish xromosfera qatlamlaridan chiqadi. Hisoblashlarni ko'rsatishicha, xromosfera nurlanishi bo'lmaganda H va K Ca II, H chiziqlarning markaziy intensivligi nolga yaqin bo'lishi kerak edi. Demak, kalsiy ion va vodorod atomi chiziqlari markazida xromosferani ko'rishimiz mumkin. Buning uchun o'tkazish polosasi $\Delta\lambda < 0,5 \text{ \AA}$ bo'lgan interferetsion=polyarizatsion filtrlar (IPF) qo'llaniladi. Bunday filtrlar vodorod (H_{α}) va kalsiy (CaH) ionlarining, geliyning infraqizil ($\lambda 10830 \text{ \AA}$) chiziqlari uchun yasalgan bo'lib, ular yordamida xromosfera oddiy sharoit-



1.10-rasm. Quyosh to'la tutilgan paytda Oy gardishi atrofida ko'rinadigan halqa (xromosfera)ning spektri: yorug' halqalar har xil spektral chiziqlardagi xromosferaning ko'rinishi (halqalar chetidagi do'ngliklar protuberaneslar).

larda kuzatiladi. Bunday IPF bilan jihozlangan teleskop xromosfera teleskopi deyiladi. Bundan tashqari xromosferani spektrogeliograf deb ataladigan teleskop yordamida ham kuzatish mumkin. Spektrogeliografda Quyosh xromosfera chiziqlari (H va K Ca II, H_β, He) nurida suratga olinadi. Xromosferada T, N (zarralar konsentratsiyasi), P_c (elektron bosim) 1.2-jadvalda keltirilgan.

D) **Toj.** Xromosfera ustida joylashgan bo'lib u Quyosh atmosferasining eng keng ($1 \div 2 \cdot R_{\odot}$) qatlamidir. Tojning shakli o'zgaruvchan va Quyosh aktivligi darajasiga bog'liq; maksimum yillarida deyarli simmetrik, minimumda asosan ekvator bo'ylab cho'zilgan bo'ladi. Tojning intensivligi fotosferanikidan million marta kam, shuning uchun uni Quyosh to'la tutilgan paytda oq nurda gardish tashqarisida aniq ko'rish mumkin (1.11-rasm)

Toj maxsus sharoitlarda (baland tog' yoki kosmik fazoda) koronograf yordamida suratga tushiriladi va tekshiriladi. Spektriga ko'ra tojni uchta qatlamga: ichki (E — emission toj), o'rta (K — kontinium toj) va tashqi (F — fraungofer toji) tojlarga bo'lish mumkin. Ichki yoki emission tojning (E) qalinligi (0.2—0.3) R_⊙ (R_⊙ — Quyosh radiusi), spektri ko'plab marta (25 martagacha) ionlangan metallarning emission chiziqlaridan iborat. Ichki toj (E)da uzoq UB va rentgen diapazonda kuzatiladigan ko'plab emission chiziqlar hosil bo'ladi. Ular orasida Fe XIV (o'n uch marta ionlangan temir atomi) ga tegishli yashil (λ5303 Å) va FeX ga tegishli qizil (λ6374 Å) emission chiziqlar intensivligi bilan ajralib turadi. Fe X ni hosil bo'lish ionizatsiya potentsiali X=210 eV. Bu energiyaga T=2.10⁶ mos keladi. O'rta (K) tojning qalinligi bir R_⊙ va spektri fotosferanikiga o'xshash tutash spektrga ega, biroq unda fraungofer chiziqlari kuzatilmaydi, nurlanishi sezilarli darajada (r = 0,5 R_⊙ da ~50 %) qutblangan; o'rta toj nurlanishi

h, k	mr/R	T, KLg	N, cm ⁻³	Lg(R _e ¹) din/sm ³
500	1.0007	5230	14.08	-1,26
1000	1.0014	6420	12.25	-1.18
1.500	1.0022	8000	11.17	-1.42
2000	1.0029	100000	10.11	-1.05
2100	1.0030	470000	9.32	-1.17

fotosfera nurlanishini toj elektronlarda sochilishi (tomsoncha sochilish) natijasida hosil bo'ladi. Unda elektron konsentratsiyasi $n_e = 10^{14} \text{ m}^{-3}$. Tashqi (F) toj o'rtta tojni o'rab turadi, qalinligi $2 \div 3 R_{\odot}$, spektri fotosferanikiga o'xshash qora chiziqlar bilan kesilgan tutash spektrdan iborat. Tashqi toj fotosfera nurlanishini Quyoshdan 2–3 Quyosh radiusi uzoqlikdagi chang zarrachalarida sochilishi natijasida hosil bo'ladi.

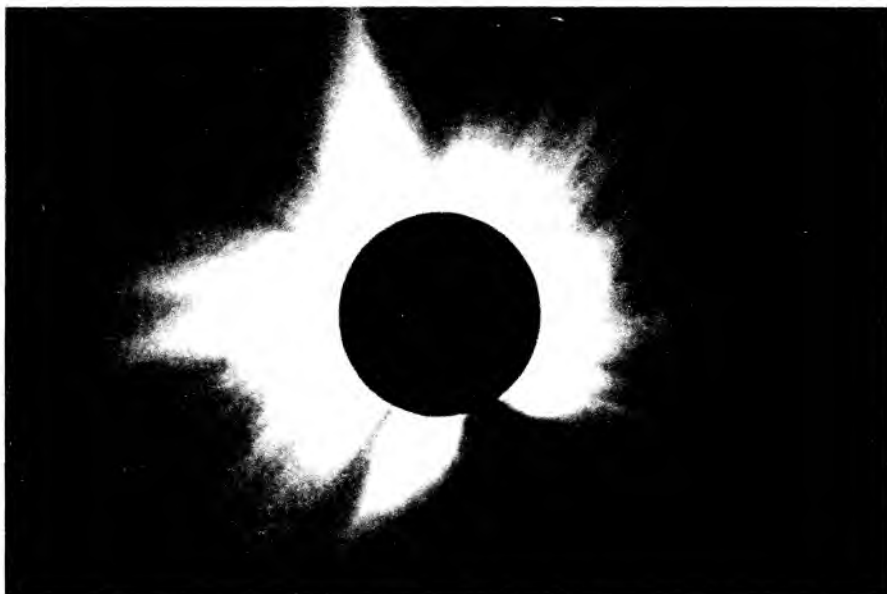
Toj yorug'lik nurlarida tiniq bo'ladi, biroq radionurlanishni kuchli darajada yutadi. Tojning radionurlanishi protonlarning elektr maydonida ozod elektronlarning tormozlanishi natijasida hosil bo'ladi. Toj temperaturasi 1–2 million gradus, elektron konsentratsiyasi $10^{11} - 10^{15} \text{ 1/m}^3$.

1.6. Atmosferaning mayda strukturasi

Odatda, atmosferani nazariy tekshirishda u bir jinsli sferik qatlamlardan iborat deb olinadi va energiyani nuriy uzatish va muvozanat tenglamalarini yechish yo'li bilan uning o'rtacha fizik ko'rsatkichlari (T, G, R) topiladi. Bu ko'rsatkichlar past ajratilish ($\gg 1''$) ga ega bo'lgan kuzatishlardan olingan o'lchash natijalari bilan solishtiriladi va o'rtacha taqsimotlar chiqariladi, ya'ni atmosfera modeli tuziladi. Yuqorida keltirilgan ko'rsatkichlar ana shunday atmosfera modeliga tegishlidir.

Yuqori darajada ajratilishi ($\gg 1''$) ga ega bo'lgan Quyosh atmosferasi suratlarida u bir jinsli emasligi va mayda strukturaga ega tuzilmalardan tarkib topganligi, bunday tuzilmalar atmosferada gaz oqimlariga bog'liqligi va ular magnit tabiatga ega ekanligini ko'rsatadi. Atmosfera bo'ylab fotosfera ostidagi konvektiv oqimlar hosil qiluvchi tebranishlar va to'lqinlar tarqalishi topilgan. Fotosfera ostida joylashgan konvektiv oqimlar sohasiga o'tishdan oldin atmosfera qatlamlarining mayda strukturasi bilan tanishib chiqamiz. Ma'lumki, Quyosh atmosferasi holati uning aktivlik (faollik) darajasiga bog'liq: aktivlik oshgan sari atmosfera tuzilmalari kuchayadi (yorug'lashadi, kattalashadi va murakkablashadi), tez o'zgaruvchi jarayonlar kuzatiladi. Quyosh aktivligi 1.9-bandda ko'rib chiqiladi. Tinch yoki sokin Quyosh atmosferasida kuzatiladigan mayda tuzilmalar tabiati bilan tanishib chiqaylik.

A) Fotosferada granulyatsiya va tebranishlar. Yuqori darajada ajratilish ($\approx 1''$) bilan olingan fotosfera surati mayda donador (granulyatsiyali) strukturaga ega bo'ladi. (1.12-rasm). Suratda yorug' dona (granula)lar bir-



1.11-rasm. Quyosh to'la tutilgan paytda toj (qora gardish atrofidagi yorug' shu'la)ning ko'rinishi; aktivlik maksimumida.

biridan ingichka nisbatan xira oraliqlar bilan ajratilgan. Bunday suratlar qozondagi suvi terilgan guruch donalari yupqa yog' oraliqlar bilan bir-biridan ajratib turgan osh sirtini eslatadi. Yonma-yon joylashgan granulalarning bir-biridan o'rtacha uzoqligi 1800 km, ularni bir-biridan ajratib turadigan oraliq kengligi 350 km dan oshmaydi. Granula kichkina (<300 km) yorug' nuqta sifatida paydo bo'ladi va kengayib, yorug'lasha boradi. Uning markazida vertikal bo'yicha yuqoriga yo'nalgan, tezligi 400 m/s bo'lgan qaynoq gaz oqimi kuzatiladi. Bu oqim fotosferada soviydi va vertikal yo'nalishdan og'adi, hamma tomonga yoyilib tarqaladigan ($v \sim 250$ m/s) gorizontal oqimga aylanadi.

Granula atrofida, oraliqda, Quyoshning ichki qatlamlari tomon yo'nalgan modda oqimi ($v \sim 0.4$ km/s) kuzatiladi. Katta granulalarning o'rtacha ko'ndalang kesimi 1500 km. Granula maksimal kattalikka (o'rtacha ~ 1800 km) yetgach (8 minutda) parchalanadi va uning bo'laklari barcha tomonga uzoqlashib, kichraya boradi va nihoyat ko'zdan g'oyib bo'ladi. Ularning o'rtacha umri 30 minut (I. Sattorov). Parchalangan granula o'rnida boshqa granula paydo bo'ladi. Granula fotosfera ostidan ko'tarilayotgan konvektiv oqim uya (katak)ning tepasi bo'lib, oqim granula markazidan uning chegarasi tomon yo'naladi va undan keyin granular orasiga tushadi. Ko'ndalang kesimi 1000 km va vertikal tezligi $v \sim 0.4$ km/s bo'lgan bunday konvektiv uyada oqimning bir marta to'la aylanishi uchun $1000/0.4$ sekund yoki ≈ 40



1.12-rasm. Quyosh gardishining kichik (30000 ga 80000 km) bir qismi surati. Oq nurda fotosfera surati donador (granulyatsion) tuzilishga ega. Yorug' tuzilmalar granularlar (o'rtacha kattaligi 1500 km).

min vaqt ketishi kerak bo'lar edi. Demak, granularni hosil qiluvchi konvektiv oqim noturg'un, ya'ni granularlar vulqo'ndagi singari fotosfera ostidan otilib chiqayotgan gaz oqimlaridir. Fotosfera granulyasion oqimlarning ustki qismini va undan bir birlik balandlik shkalasiga teng balandlikkacha (≈ 180 km) bo'lgan sohani o'z ichiga oladi.

Fotosferada granulyasiyadagi harakat bilan birgalikda davriy o'zgaruvchan harakatlar, tebranishlar va katta o'lchamli modda harakatlari ham kuzatiladi. Tebranish xususiyatiga ega bo'lgan harakat mezogranulyatsiya ($5-10 \cdot 10^3$ km), katta o'lchamli harakat supergranulyatsiya ($32 \cdot 10^3$ km) va gigant uya (uyurma, $3 \cdot 10^5$ km) deb ataladi.

Vertikal bo'yicha yuqoriga va pastga qarab yo'nalgan tebranma harakat spektral chiziqlarning doppler siljishida namoyon bo'ladi va tebranish davri 5^m ga, tezlik amplitudasi fotosferaning pastki qatlamlarida 0.15 km/s va xromosferaning pastki qatlamlarida 0.5 km/s ga teng bo'ladi. Besh minutli tebranayotgan elementlarning ko'ndalang kesimi granulyatsiya elementlaridan ancha katta (5000 dan 10000 km gacha) bo'ladi. Mezogranulyatsiyani konvektiv zonadan chiqayotgan tovush to'lqinlar hosil qiladi.

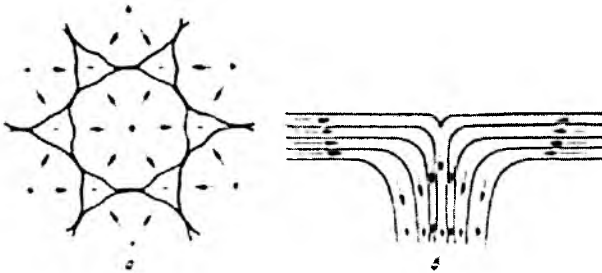
Fotosfera ostidagi katta o'lchamga ega konvektiv oqim uyalarida supergranulyatsiyani beradi. Supergranulyatsiya (SG) ham Fraunhofer chiziqlarining doppler siljishida namoyon bo'ladi. Pastki fotosferada SG markazida modda 0.1 km/s tezlik bilan ko'tariladi va ustki fotosferada u gorizontal holatda SG chegarasi tomon yo'nalgan oqimga ($\approx 0.3-0.4$ km/s) aylanadi. SG uyalar orasida modda Quyoshning ichki qatlamlari tomon yo'nalgan ($v \approx 0.1$ km/s) oqimni hosil qiladi (1.13-rasm).

SG uyalar noto'g'ri shakldagi ko'p burchakka o'xshash bo'lib, ularning ko'ndalang kesimi 20000—54000 km (o'rtacha 32000 km) oraliqda

bo'ladi. Alohida SG 1—2 sutka yashaydi va bu vaqt ichida SG da modda oqimi to'la bir marta aylanadi. Xromosferada SG chegaralari yaqqol ko'rinadi. Ayrim Fraungofer chiziqlari (masalan, kalsiy ioni chizig'i) qanoti nurida SG chegaralari fotosfera to'ri deb ataladigan yorug' to'rsimon tuzilmani hosil qiladi, gardish chegarasi yaqinida esa fotosferada mash'allar (to'rsimon yorug' tuzilma) sifatida ko'rinadi (1.26-rasm). Yuqori darajada ajratilgan fotosfera suratlarida to'r aktiv sohalardan tashqarida ham kuzatiladi va yorug' nuqtalar (≈ 200 km) qatorlaridan iborat bo'ladi. Bunday ikkala tomonidan granular bilan siqilgan nuqtalar qatori filigri deb ataladi.

SG chegarasida magnit elementlar joylashadi. Ko'ndalang kesimi ~ 150 km, kuchlanganligi 1500 gs bo'lgan bu mayda magnit qutbchalarning biri SG ning bir tomonida, ikkinchisi uning qarama-qarshi tomonida kuzatiladi. Bu qutbchalarni hosil qilgan magnit naycha konvektiv zonadagi magnit kuch chiziqlarini gaz oqimlari ta'sirida arqon singari o'rilishi natijasida hosil bo'lgan. Bu naycha yengil bo'lgani uchun fotosfera qatlamlarigacha ko'tariladi. Gorizontalar esa ularni SG chegarasiga sudrab boradi va supergranular oralig'ida magnit naychalar to'planadi. Ichki qatlamlar tomon yo'nalgan gaz oqimi ularni zichlashtiradi, natijada kuchli magnit elementlar hosil bo'ladi. Alohida magnit naychalarga tegishli qarama-qarshi qutbli magnit elementlar o'zaro to'qnashganda ular yemiriladi (annigilyatsiyalanadi). Bunday maydondagi magnit naychani bir qutbli magnit elementlari o'zaro to'qnashganda magnit kuch chiziqlarining qisqa ulanishi ro'y beradi (annigilyatsiya), natijada katta o'lchamli magnit maydon hosil bo'ladi. Bunday maydondagi magnit naychani bir qutbi ikkinchisidan yuz minglab km uzoqlikda sirtmoqsimon shaklda joylashadi va uning yuqori nuqtasi toj qatlamlarigacha ($h \sim 150\ 000$ km) ko'tariladi.

B) Xromosferada supergranulyatsiya va spikulalar. Biz yuqorida xromosferaning qalinligi 12—15 ming km ekanligini va unda temperatura balandlik bo'yicha ko'tarilishini ta'kidlagan edik. Biroq bu ko'rsatkichlar har xil xromosfera tuzilmalari uchun har xildir, chunki xromosfera o'ta bir jinsli qatlam emas. Quyosh gardishi chetida u qariyb radial joylashgan va yonayotgan dashtni eslatuvchi (1.14-rasm) ko'plab alanga tilchalari sifatida



1.13-rasm. Supergranulyatsion uyalarda modda oqimlari yo'nalishlari: ustidan (a) qaralganda va vertikal kesimi (b).

namoyon bo'ladi. Xromosferaning pastki qatlamlarida (1500 km) alanga tilchalari zich joylashganliri tufayli tutash muhit hosil qiladi. Bir qism bunday tilchalar xromosferaning eng yuqori qatlamlarigacha ko'tariladi va ularni spikula deb ataladi. Spikulalarning umri 5—10 minut va diametri 500—1200 km, balandligi esa 10000—20000 km gacha oraliqda bo'ladi. Ularda elektron konsentratsiyasi $3 \cdot 10^{16}$ — $3 \cdot 10^{17} \text{ m}^{-3}$, temperaturasi (1—2) 10^4 K oraliqdan chetga chiqmaydi. Spikula xromosfera ostidan otilib chiqayotgan plazma otilmasi bo'lib, unda modda tezligi 20—30 km/s ga yetadi va bu oqimcha buralma oqimdir. Spikulalar har uchta supergranula hosil qilgan uchburchak shakldagi oraliqlar ($\sim 10^3 \text{ km}$) da to'da-to'da bo'lib joylashadilar. Bir vaqt momentida har bir supergranulaga 30 ta spikula to'g'ri keladi.

Yuqorida ko'rganimizdek, xromosfera tuzilmalarini vodorodning H_{α} va kalsiy ionining K chiziqlarida gardish yuzida ham ko'rish mumkin (1.15-rasm). Kalsiy ioni chizig'ida xromosfera yorug' to'r ko'rinishiga ega. Bu to'rni SG chegaralari hosil qiladi. Xromosfera vodorod chizig'i H_{α} qanotlarida (qanotlarni xromosfera ostidan chiqayotgan nurlanish hosil qiladi) qora to'r, chiziq markazida esa yorug' uyalar ko'rinishiga ega.

Demak, spikulalar orasidagi xromosferada temperatura ulardagiga qaraganda ancha yuqori, toj temperaturasiga yaqin bo'lishi kerak. H_{α} chizig'ida olingan yuqori darajada ajratilishga ega bo'lgan xromosfera suratlarida SGLar hosil qilgan oraliqlarda ingichka va mayda qora (yorug') tolasimon tuzilmalar (fibrilla) ko'rinadi. Barcha spikulalar gardishning 1% yuzasini egallasa, fibrillar — 50 %ni egallaydi. Spikulalar Quyosh sirtiga vertikal joylashsa, fibrillar gorizontal joylashadi. Bu ikkala tuzilmani ham Quyosh yuzida uning ichki qatlamlaridan chiqayotgan magnit kuch chiziqlari hosil qiladi. Xromosferada modda zichligi fotosferadagidan past bo'lganligi uchun unda kinetik bosim ($mv^2/2$) magnit bosimdan

$\left(\frac{B^2}{8\pi} \right)$ kam bo'ladi va plazmaning harakatini magnit maydon o'zining kuch chiziqlari bo'ylab yo'naltiradi.

Shuning uchun kuchli magnit maydonga ega va supergranula chegaralarida joylashgan magnit elementlar orasida spikulalar hosil bo'ladi (1.16-rasm). Supergranula ichida magnit maydon kuch chiziqlari gorizontal yo'nalganligi uchun ular bo'ylab yo'nalgan fibrillarni ko'ramiz. Shunday qilib, xromosferani bir jinsli bo'lmagan mayda strukturali qatlam sifatda olishda magnit maydonlar asosiy o'rin egallaydi.

E) Tojda sirtmoqsimon yoki yoysimon tuzilmalar va yorug' toj nuqtalar.

Yorug'lik nurlarida Quyosh toji qator toj tuzilmalaridan iborat ekanligi azaldan ma'lum edi.

Bular toj nurlari, gardish chetiga qoplangan karnaysimon, qalqonsimon tuzilmalar va qutb taroqlari bo'lib, Quyosh to'la tutilganda yoki koronograf yordamida olingan suratlarda ko'rinar edi (1.17-rasm). Biroq rentgen teleskop yordamida yumshoq rentgen nurlarida ("Skaylab", 1973)

olingan tasvirlarida toj nihoyatda effektli tarzda namoyon bo'ldi. Rentgen teleskop (Skaylab, Yohkoh) Yerning sun'iy yo'ldoshi orbitasiga chiqariladi. Avvalo, bu tasvirlarda biz tojni nafaqat gardish chetidagina, balki gardish yuzida ham ko'rish imkoniyatiga ega bo'ldik. Rentgen tasvirlarda Quyosh toji son-sanoqsiz yuqori (millionlab) temperaturali yoysimon va sirtmoqsimon tuzilmalardan tarkib topganligi ma'lum bo'ldi (1.18-rasm).

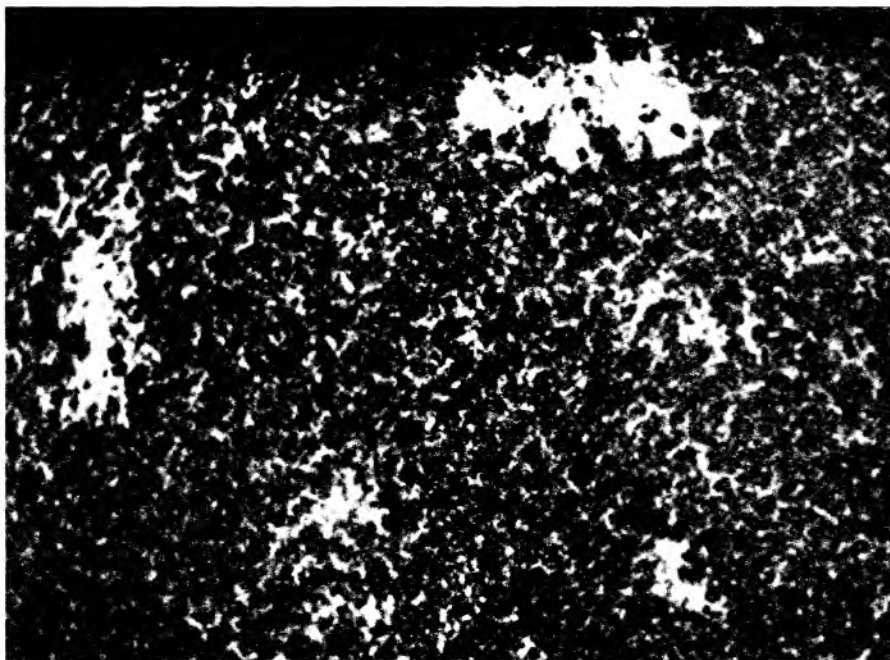
Yerdagi kuzatishlarda topilgan qalqonsimon tuzilmalar ko'plab yoysimon tuzilmalardan iborat ekanligi aniqlandi. Quyosh yuzida sepkil singari sochilgan yorug' rentgen nuqtalari kashf etildi. Bu tuzilmalar magnit tabiatga ega ekanligi aniqlandi. Gardish yuzida ko'rinadigan yoysimon yoki sirtmoqsimon tuzilmaning bir uchi Quyosh yuzidagi magnit maydonining N qutbiga, ikkinchi uchi esa S qutbga kiradi. Bunday yoysimon yoki sirtmoqsimon tuzilmalar Quyoshning fotosfera qatlamlaridan uning toj qatlamlarigacha ko'tarilgan magnit nayni namoyish etadi. Magnit nay bipolar magnit sokin sohalarni yoki ikkita bipolar magnit sohalarning qarama-qarshi qutblarini tutashtiradi (tutashtiruvchi sirtmoq). Bulardan tashqari aktiv soha, oddiy chaqnash va chaqnashdan keyin kuzatiladigan sirtmoqlar ham mavjud. Bu sirtmoqlarning fizik ko'rsatqichlari 1.4-jadvalda keltirilgan: L— uzunligi (10^3 km); T — temperaturasi (K); N — konsentratsiya ($1/\text{sm}^3$).



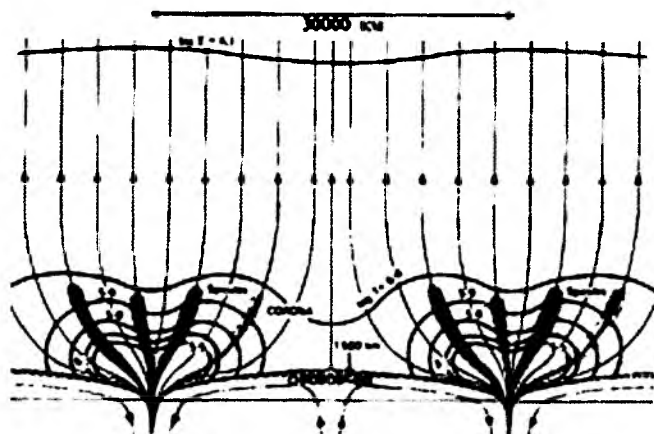
1.14-rasm. Quyosh gardishi chetida (a) va yuzida (b) H_{α} chiziq nurida spikularlar. Gardish chetida ular yonayotgan dashtda alanga tilchalarini eslatadi. Gardish yuzida ular qora bo'lib ko'rinadi va qator-qator bo'lib joylashgan.

1.4-jadval

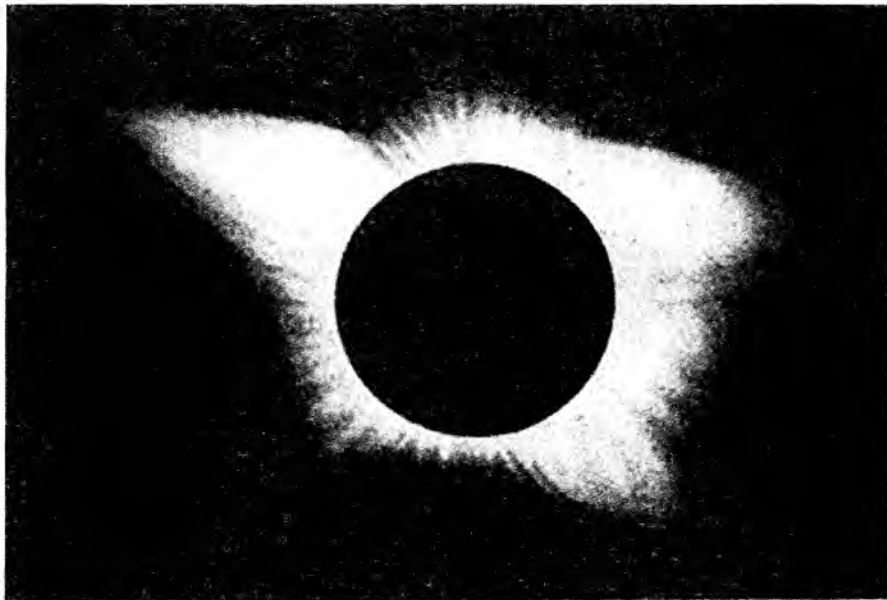
Sokin soha sirtmog'i	Tutashtiruvchi sirtmoq	Aktiv soha sirtmog'i	Oddiy chaqnash sirtmog'i	Chaqnashdan keyingi sirtmoqlari
L (20÷700) 10^3 km	(20÷700) 10^3 km	(10 —100) 10^3 km	(5÷50) 10^3	(10÷100) 10^3
T, K 1.8· 10^6	(2÷3)· 10^6	104÷2.5· 10^6	#4· 10^7	10 ⁴ ÷4· 10^6
N $1/\text{sm}^3$ (2÷10) 10^8	7· 10^8	(0.5÷5.0)· 10^9	1012	10 ¹¹



1.15-rasm. Kalsiy ion (K) chizig'i nurida suratga olingan xromosfera qismi. Yorug' sohalardagi flokkulalarning kataksimon tuzilmasi (xromosfera to'ri)ni magnit maydon hosil qiladi. Katakalar supergranulalar deb ataladi, ularni ajratib turuvchi yorug' to'r magnit maydonlarga va spikulalarga mos keladi.



1.16-rasm. Quyoshning sokin sohalaridagi supergranula ustida magnit maydon kuch chiziqlari (yuqorida, ko'rsatkichlar bilan belgilangan), spikulalar (o'rtada, kuch chiziqlariga tirmashib ko'tarilayotgan modda), gaz oqimlari (pastda, ko'rsatkichlar bilan belgilangan egri chiziqlar) va temperatura sohalari (gorizontal to'liqinsimon va aylanasimon yo'g'on egri chiziq).



1.17-rasm. Quyosh to'la tutilganda olingan toj surati (minimumda): karnaysimon (yuqorida chapda va pastda o'ngda) va nursimon (Quyoshning magnit maydon kuch chiziqlari) toj tuzilmalari. Qutb taroqlari (yuqorida va pastda) magnit maydon kuch chiziqlari bo'ylab yo'nalgan.

Dog'lar bilan bog'liq toj sirtmoqlari uzunligi 10^5 km, yo'g'onligi esa 10^4 km va bunday sirtmoq ichida sovuq (atrofnikidan o'n marta past temperaturada) o'zak, magnit arqon mavjud (1.19-rasm). Umuman olganda sirtmoqlar past temperaturada hosil bo'ladigan spektral chiziqlarda ingichka, yuqori temperaturadagilarda yo'g'on bo'ladi, ya'ni sirtmoqsimon magnit arqonning tashqi qobig'i yuqori temperaturali (qaynoq) va ichki o'zagi past temperaturali (sovuq) plazmadan iborat. Sirtmoq arqonning o'zagida elektron bosim past, qobug'ida esa yuqori bo'ladi.

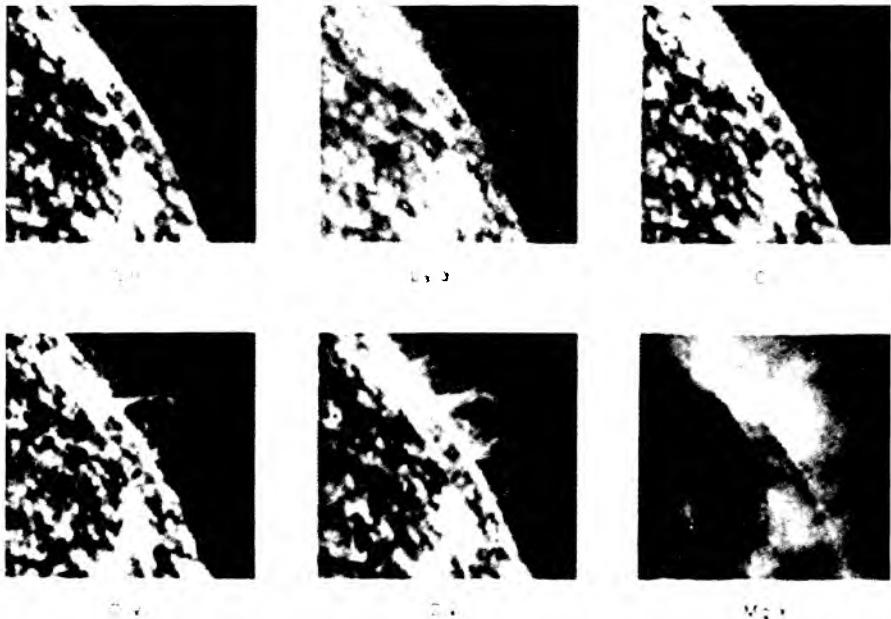
Tojning rentgen tasvirlarida gardish yuzida kuzatiladigan yana bir mayda tuzilma bu yorug' rentgen nuqtalardir (ko'ndalang kesimi 5—50 ming km oraliqda, temperaturasi 3 mln gradus). Ular minimum yillarida ayniqsa ko'plab va yaqqol ko'rinadi. Yorug' rentgen nuqtalar granulyatsiya singari Quyosh gardishining barcha qismlarida, ekvator dan qutblarigacha, yorug' aktiv sohalardan to toj tuynuk (teshik)larigacha bir tekis taqsimlangan (I. Sattorov va boshqalar). Temperaturasi atrof tojnikidan bir necha marta yuqori bo'lgan bu toj tuzilmalarini zich bipolar magnit tuzilmalar bilan bog'lashmoqda. Ayrim kichik yorug' tuzilmalar toj sirtmog'ining xromosferaga kirish joyida (1.18-rasm) kuzatiladi. Yorug' rentgen nuqtalar past (1—2 mln) temperaturadagi toj chiziqlarida ($\text{FeX } \lambda 171 \text{ \AA}$, $\text{FeXII } \lambda 195 \text{ \AA}$) ham kuzatiladi. Bu chegaraviy UB chiziqlar nurida tojni rasmga olish oxirgi



1.18-rasm. Quyoshning rentgen qism((2 x 4) yuz ming km) tasviri: gardish yuzida yorug' rentgen nuqtalarni va gardish chetida ko'plab yoysimon, nursimon va sirtmoqsimon tuzilmalarni ko'rish mumkin. Ular Quyoshning magnit maydonlari kuch chiziqlariga yopishgan toj moddasining joylashishini namoyish etadi.

yillarda EIT/SOHO va TRACE nomli kosmik teleskoplar yordamida muvaffaqiyatli bajarilmoqda. Bu rasmlarni <http://umbra.nascom.nasa.gov> veb sahifadan bepul olish mumkin. Odatda, bir sutkada to'rttadan olingan bunday rasmlar katalogida hafta davomida har 15 minutda bittadan olingan qatorlari ham bor. Vaqt bo'yicha zich ketma-ketlikda olingan Quyoshning bu rasmlari uning toj qatlamlarida ro'y berayotgan jarayonlarni o'rganishda qo'llaniladi. Fizika-matematika fanlari doktori I. Sattarov rahbarligidagi yosh olimlar guruhi bu rasmlarda yorug' nuqtalarni tekshirishda talaygina ishlar bajardilar va ular olgan natijalar chet ellik olimlar tomonidan tan olinmoqda (I.Sattarov va boshqalar).

Shunday qilib, xromosfera va tojda kuzatiladigan mayda strukturali tuzilmalar umumiy tabiatga ega. Ular qutblari fotosferada joylashgan magnit maydon kuch chiziqlaridan eshilgan yoysimon magnit arqonlarni ko'rsatadi. Xromosfera va toj moddasi asosan sirtmoqsimon va yoysimon tuzilmalarda mujassamlangan va ular bo'ylab harakat qiladi. Xromosfera va tojda kuzatiladigan tez o'zgaruvchan jarayonlar ham magnit tabiatga ega. Agar Quyosh magnit maydonlarga ega bo'lmaganda edi uni kuzatish va o'rganish nihoyatda zerikarli bo'lar edi. Quyosh yuzida magnit maydonlarni o'rganishga o'tishdan oldin xromosfera va toj qatlamlarni qizdirish mexanizmi va Quyoshning ichki tuzilishi bilan tanishib chiqamiz.



1.19-rasm. Quyosh dog'i atrofidagi aktiv soha ustida har xil ionlar C II ($3 \cdot 10^4\text{K}$), C III ($7 \cdot 10^4\text{K}$), O VI ($1.8 \cdot 10^4\text{K}$), Mg X ($1.8 \cdot 10^4\text{K}$) va vodorod H_α , 10^4K), spektrol chizig'i nurida kuzatiladigan sirtmoqsimon tuzilmalar. Ular past temperaturada ko'rinadi va yuqori temperaturada hosil bo'ladigan uglerod ionlari nurida ko'rinmaydi.

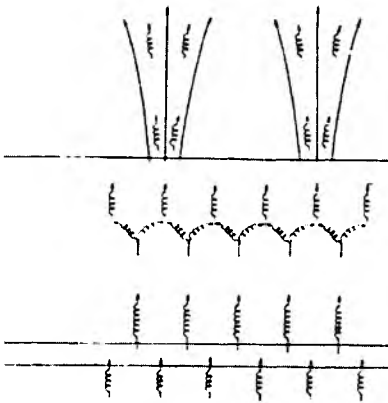
1.7. Xromosfera va toj qatlamlarini qizdirish mexanizmi

Xromosfera va toj qatlamlari fotosferaga nisbatan yuqori temperaturaga ega. Ular fotosfera singari mayda strukturaga ega. Xromosferada kuzatiladigan spikulalar va tojda kuzatiladigan yoysimon tuzilmalar fotosferadan chiqqan kuchli magnit trubkalar (naychalar) bilan bog'liq.

Bu magnit naychalar bo'ylab modda fotosferadan xromosferaga, undan toj qatlamlariga ko'tariladi va undan qaytib tushadi. Magnit naycha bo'ylab harakat qilayotgan bu moddaning temperaturasi balandlik bo'ylab ortib boradi: Xromosferada (spikula) temperatura $(1-2) \cdot 10^4\text{ K}$, tojda (sirtmoqsimon tuzilmada) 10^5 K , ya'ni magnit naycha bo'ylab yuqori ko'tarilgan sari temperatura ortib boradi. Demak, moddaning temperaturasini ko'taruvchi mexanizm magnit nay bo'ylab tarqaladi. Bunday mexanizm magnitogidrodinamik to'liqlar (bo'ylama va ko'ndalang) bo'lishi mumkin. Ular mexanik to'liqlar bo'lib, dutor tori bo'ylab tarqaladigan to'liqlar singari magnit maydon kuch chiziqlari bo'ylab tarqaladi (1.20-rasm). Ularning tezligi $V = H/(\mu\rho)^{1/2}$ va ularni kashf etgan shved olimi sharafiga Alven to'liqlari deb ataladi. Ma'lumki, balandlik bo'ylab zichlik kamayib boradi. Zichlik kamayib borayotgan muhitda tarqalayotgan bu to'liqlar zarb to'liqlarga aylanadi. Bunday zarb to'liqlar tovush to'liqlaridan fargli o'laroq tez

so'nadi va to'lqin harakati energiyasi issiqlik energiyaga aylanadi hamda xromosfera va toj moddasini qizdiradi.

Biz yuqorida ko'rib o'tganimizdek, fotosfera qatlamlari konvektiv zonadan chiqayotgan tovush to'lqinlari ta'sirida 5 minutli davr bilan tebranadi (ko'tarilib pasayib turadi). Bu tebranishlar fotosfera ostida hosil bo'ladi. Tebranishlar hosil qilayotgan to'lqinlar tovush to'lqinlari bo'lib, ular fotosferadan o'zgarmasdan o'tadi. Xromosferada bunday to'lqinlar zarb to'lqinlariga aylanadi va o'z energiyasini moddaga beradi. Bir jinsli muhitda (l-uzunlikda) to'lqin profilining har bir qismi o'z tezligi bilan harakat qiladi. To'lqin qirrasining temperaturasi ayrisinikidan katta bo'lganligi uchun tezroq yuradi. Agar v_t atrof-muhitdagi mos keladigan tovush tezligi, V to'lqin tezligi bo'lsa, qirraning tezligi $v_t + v_a$ va ayirniki $v_t - v_a$ bo'ladi. Natijada to'lqin frontining qiyaligi ortadi va qirra ayirini $2v$ tezlik bilan $l/4v_t$ vaqt ichida quvib yetadi. Buning uchun qirra $d = lv_t/4v = \tau v_t^2/4v$ — yo'lni bosib o'tadi; bu yerda, $\tau = l/v_t$ — to'lqin davri. To'lqinni davri qancha qisqa bo'lsa, u shuncha qisqa yo'l o'tib zarb to'lqinga aylanadi. Izotermik atmosferada balandlik bo'yicha bosim va zichlikning o'zgarishi $\rho(h) \sim \rho_0 e^{-h/H}$ (H — balandlik shkalasi) qonun bilan ifodalanadi. Agar to'lqin energiyasi $\rho v^2/2$ sochilmasa va balandlik bo'yicha o'zgarmasa to'lqin tezligi amplitudasi $v \sim v_0 e^{h/2H}$ tarzda ortadi. Xromosferaning pastki chegarasida $S = 3.0 \cdot 10^{-8}$ g/sm³, $v_t \sim 6$ km/s, $H \sim 130$ km, issiqlik sig'imlari nisbati $\gamma \sim 5/3$ va boshlang'ich tezligi amplitudasi $v \sim 0.6$ km/s bo'lgan to'lqinlar $\tau = 10$ s



1.20-rasm. Quyosh atmosferasining tashqi qatlamlariga energiya to'lqinlar vositasida uzatiladi. Konvektiv zonada hosil bo'lgan tovush to'lqinlari xromosfera va tojda tezlashadi va zarb to'lqinlariga aylanadi. Zarb to'lqin o'z energiyasini atmosfera moddasiga beradi, natijada xromosfera 10-30 ming gradusgacha qiziydi.

bo'lganda $h = 500$ km, $\rho = 30$ s bo'lganda $h = 800$ km balandlikda zarb to'lqinlariga aylanadilar. Shunday qilib, qisqa davrli tovush to'lqinlari xromosferada zarb to'lqinlariga aylanadi va uni qizdiradi.

Uzun davrli tovush to'lqinlari energiyasi xromosfera va toj qatlamlarini qizdirish uchun yetarli emas. Bu qatlamlarni faqat magnit tabiatga ega bo'lgan mexanizmlar qizdirishi mumkin. Xromosferani qisqa davrli (~ 10 sek) tovush to'lqinlar qizdirsa, toj qatlamlarini asosan uzun (5 min) davrli to'lqinlar qizdiradi.

Fotosferada granulyatsion harakat magnit naychalarda magnitogidrodinamik to'lqinlar hosil qiladi. Bunday to'lqinlarga magnit tovush va alven to'lqinlari kiradi va ular ham yuqori qatlamlarga ko'tarilgan sari zarb to'lqin-

larga aylanadi va o'z energiyasini moddaga beradi.

Xromosfera va tojni to'liqlar bilan birgalikda o'zgaruvchan magnit maydonda hosil bo'ladigan elektr toklar (omik dissipatsiya) qizdirishi mumkin. Bunday toklar qarama-qarshi yo'nalgan magnit kuch chiziqlari orasidagi qatlamda hosil bo'ladi. Yuqori atmosfera qatlamlarini qizdiruvchi yana bir mexanizm bu magnit kuch chiziqlarini qisqa ulanishi natijasida ro'y beradi va kamon singari moddani otadi. Bu masalalarga Quyosh aktivligiga bag'ishlangan paragrafda yana qaytamiz.

Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, atmosfera qatlamlarining tuzilishi magnit tabiatga ega va bu qatlamlar ichki qatlamlardan chiqayotgan energiya hisobga qizdiriladi. Bu energiya nur va mexanik yo'l bilan ichki qatlamlardan tashqi qatlamlar tomon uzatiladi. Fotosferada va uni bevosita ostidan konvektiv oqimlar keltirayotgan mexanik energiyani bu yerda hosil bo'layotgan to'liqlar tashiy boshlaydi. Magnit maydonlar ham fotosfera ostidagi bizga ko'rinmaydigan ichki qatlamlardan chiqadi.

1.8. Quyoshning ichki tuzilishi

Bizga faqat Quyoshning atmosfera qatlamlarigina ko'rinadi. Bu qatlamlarda fizik sharoit astronomik kuzatishlar (o'lchashlar) orqali o'rganiladi. Bunday tekshirishlarga asoslanib atmosferada balandlik bo'yicha temperatura (T), zichlik (ρ) va bosim (P) larni o'zgarish qonuniyatlari chiqariladi, atmosferaning kimyoviy tarkibi aniqlanadi va uni moddasining yutish koeffitsiyenti va notiniqlik darajasi hisoblab topiladi. Kuzatishlardan olingan bu ko'rsatkichlarni bir-biri bilan bog'liqligini (masalan, ideal gazlar qonunini) bilgan holda ularni atmosferada balandlik bo'yicha o'zgarishi, gaz qonunlarini qo'llash yo'li bilan tekshirib ko'riladi. Barcha ko'rsatkichlarni gaz qonunlariga mos keladigan sferik-simmetrik atmosfera modeli hisoblanadi. Bunday model bir jinsli atmosfera modeli bo'lib, unda T , ρ , P ni balandlik yoki radius bo'yicha o'zgarishi jadval tarzda beriladi. Shunday modelga ko'ra, fotosferada T , ρ , P ichki qatlamlar tomon tez suratlar (20 K/km) bilan o'zgarishini ko'rish mumkin (1-jadval). Bu ko'rsatkichlar fotosfera ostidagi bizga ko'rinmaydigan qatlamlarda ham Quyoshning markazi tomon o'zgarishi va ular Quyosh markazida maksimal qiymatga yetishi kerak.

Quyoshning fotosfera ostida joylashgan ichki qatlamlari bizga ko'rinmaydi. Bu qatlamlarda moddaning fizik holati to'g'risidagi nazariy tasavvur fotosfera qatlamlaridagi fizik sharoitni ichki qatlamlar tomon ekstropolyatsiya (cho'zish) yo'li bilan shakllangan. Quyoshning ichki qatlamlarida T , ρ , P ni radius bo'yicha o'zgarishini ifodalovchi modelga asoslanib, bu qatlamlarda massa (\mathfrak{M}) va yorqinlik (L) larning o'zgarishi hisoblanadi. Ichki qatlamlarning kimyoviy tarkibi fotosferanikidek deb qabul qilingan holda, Quyoshning to'la massasi \mathfrak{M} va yorqinligi L hisoblanadi va ular o'lchashdan olingan massa va yorqinlik bilan solishtiriladi. Nazariy hisoblashlarning to'g'riligini ko'rsatuvchi me'yori o'lchash natijalariga mos kelishidir.

a) Quyosh moddasining energiya chiqaruvchanligi. Quyosh barcha tomonga $L_{\odot} = 4 \cdot 10^{26}$ J/s quvvat bilan energiya sochmoqda. Har xil yoshdagi geologik topilmalar kimyoviy tarkibini tahlil qilishlarning ko'rsatishicha, oxirgi 3 milliard yil ichida Quyosh energiyasi quvvati sezilarli darajada o'zgaragan. Demak, $t = 3$ mld. yil davomida Quyosh $E \equiv L_{\odot} t = 3.6 \cdot 10^{44}$ J energiya sochgan. Bu energiyani Quyosh massasi ($M_{\odot} = 2 \cdot 10^{30}$ kg) ga bo'lsak, Quyosh moddasining energiya chiqaruvchanlik qobiliyatini topamiz, ya'ni u $\Delta E = 1.8 \cdot 10^{13}$ J/kg. Portlovchi modda eng katta energiya chiqaradi va uning uchun $\Delta E = 10^7$ J/kg, ya'ni Quyosh moddasinikidan juda (10^6 marta) kam. Qanday jarayon Quyoshnikidek ΔE bera oladi? Faqat termoyadro jarayoni Quyosh moddasinikidek yuqori energiya chiqaruvchanlikka ega. Haqiqatdan to'rtta protondan bitta geliy atomi yadrosi hosil bo'ladi va 3% massa energiya ($\Delta E \equiv 4 \cdot 10^{-12}$ J) ga aylanadi. Agar yadro reaksiyasi tufayli 1 kg modda butunlay geliy moddaga aylanadi deb olsak, u holda bu termoyadro (proton-proton sikli) reaksiyasi natijasida 10^{15} J energiya ajralib chiqadi. Bu Quyosh moddasinikidan ellik marta ko'p. Quyosh moddasining 80 % vodoroddan iboratligini hisobga olsak, uning energiyasi proton-proton sikli natijasida hosil bo'ladi degan xulosaga kelamiz. Bunday termoyadro reaksiyasi $T = 15$ mln K temperaturada ro'y berishi va bunday temperatura Quyosh markazida, uning o'zagida bo'lishi mumkin. Quyosh markazida temperatura mln lab gradusga etishini fotosferada temperaturani chuqurlik bo'yicha ortib borishini ($\Delta T = 20$ K/km) oddiy ekstropolyatsiya qilish yo'li bilan ko'rsatish mumkin.

b) Quyoshning ichki qatlamlarida modda fizik ko'rsatkichlarining o'zgarib borishi. Quyosh statsionar (muqim) yulduz va sferik simmetrik plazma shardir, uning fizik ko'rsatkichlari (R_{\odot} , T_{\odot} , ρ_{\odot} , M_{\odot} , L_{\odot}) vaqt bo'yicha deyarli o'zgarmaydi. Bunday statsionarlik uning ichida qatlambaqatlam bajariladi. Quyoshning markazdan ixtiyoriy r masofada joylashgan dr qalinlikdagi sferik qatlam gidrostatik va energetik muvozanatda bo'ladi: qatlamning ichki va tashqi chegaralaridagi bosim kuchlari ayirmasi dP

bo'lib, bu esa qatlamga ta'sir etayotgan tortishish kuchi $\left(\frac{Gm_r}{r^2} \rho(r) \right)$ ga moduli bo'yicha teng va qarama-qarshi yo'nalgan.

$$dP = -\frac{Gm_r}{r^2} \rho(r) dr \quad \text{yoki} \quad \frac{dP(r)}{dr} = -\frac{Gm_r}{r^2} \rho(r), \quad (1.3).$$

Bunga gidrostatik muvozanat tenglamasi deyiladi. Bu yerda,

$$M_r = \int_0^r \rho(r') 4\pi(r')^2 dr' - \text{Quyoshning } r \text{ radiusga ega qismining massasi.}$$

Quyosh markazidan r masofada joylashgan sferik sirtidan tashqi qatlam tomon sekundiga

$$L_r = \int_0^r \varepsilon(r') \rho(r') 4\pi(r')^2 dr' \quad (1.4)$$

energiya chiqadi. Bu yerda, $\varepsilon(r')$ — Quyosh moddasining energiya chiqaruvchanligi. Sferik qatlamdan energiyani o'tishini quyidagi tenglamani yechish yo'l bilan topish mumkin:

$$\frac{dL_r}{dr} = \varepsilon(r) \rho(r) 4\pi r^2. \quad (1.5)$$

Yadro reaksiyalari Quyosh o'zagi, uning markazidan r $\left(r = \frac{1}{5} R_{\odot} \right)$

uzoqlikkacha bo'lgan sohada ro'y beradi, chunki o'zakdan tashqarida temperatura (T) bunday reaksiyalar uchun yetarli emas.

1) Termoyadro reaksiyasi va Quyosh neytrinosi muammosi. Hozirgi zamon tasavvuriga ko'ra Quyosh energiyasi vodorod atomi yadrolaridan geliy atomi yadrosi hosil bo'lish jarayonida ajralib chiqadi. Bu jarayon 15 mln gradus temperaturada ro'y berishi mumkin, shuning uchun u termoyadro reaksiyasi deb ataladi va ikki xil yo'l bilan kechishi mumkin: proton-proton (p-p) sikli va uglerod-azot (C = N) sikli. Ikkala reaksiyada ham protonlardan geliy atomi yadrosi hosil bo'ladi. Ular quyidagi jadvalda berilgan.

Geliy hosil bo'lish reaksiyasi

Reaksiya turi		Ajralayotgan energiya, MeV	Ro'y berish o'rtacha vaqti
p-p sikli	$^1\text{H} + ^1\text{H} \rightarrow ^2\text{D} + e^+ + \nu$	1.44	14 mld yil
	$^2\text{D} + ^1\text{H} \rightarrow ^3\text{He} + \gamma$	5.49	5c
	$^3\text{He} + ^3\text{He} \rightarrow ^4\text{He} + ^1\text{H} + ^1\text{H}$	12.85	1 mln yil
C-N sikli	$^{12}\text{C} + ^1\text{N} \rightarrow ^{13}\text{N} + \gamma$	1.95	13 mld yil
	$^{13}\text{N} \rightarrow ^{13}\text{C} + e^+ + \nu$	2.25	7min
	$^{13}\text{C} + ^1\text{N} \rightarrow ^{14}\text{N} + \gamma$	6.54	2.7 mln yil
	$^{14}\text{N} + ^1\text{N} \rightarrow ^{15}\text{O} + \gamma$	7.35	320 mln yil
	$^{15}\text{O} \rightarrow ^{15}\text{N} + e^+ + \nu$	2.71	82s
	$^{15}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{12}\text{C} + ^4\text{He}$	4.96	110000 yil

Bu yerda: ^1H — vodorod atomi yadrosi, proton; ^2D — vodorod izotopi, deyteriy yadrosi; e^+ — pozitron; ν — neytrino; ^3He , ^4He — geliy atomi izotoplari; γ - gamma nurlanish kvanti; ^{12}C , ^{13}C — uglerod atomi izotoplari; ^{15}N — azot izotopi; ^{15}O — kislorod izotopii.

Proton-proton siklida 1 kg moddadan 1 sek da ajralib chiqadigan energiya (ε_{pp}) zichlik (ρ) va temperatura (T) ga bog'liqlik formulasi quyidagicha:

$$\varepsilon_{pp} = 10^{-6} \rho X^2 \left(\frac{T}{10^6} \right)^4 \text{ vt/kg.} \quad (1.6)$$

Bunda: X — massa bo'yicha vodorodning nisbiy miqdori. Agar energiyani Quyosh markazidagidek va $T=14 \cdot 10^6$ K, $\rho = 10^3$ kg/m³ va $X=0.8$ deb olsak, $\varepsilon_{pp} = 2 \cdot 10^{-3}$ vt/kg kelib chiqadi. Bu Quyoshning 1 kg moddasi

chiqarayotgan $\varepsilon_{\Theta} = \frac{L_{\Theta}}{m_{\Theta}} = 2 \cdot 10^{-4}$ vt/kg energiyadan o'n marta ko'p demakdir.

Uglerod-azot siklida uglerod (C) katalizator rolini o'ynaydi va ajralib chiqadigan energiya ρ , T va X bilan bir qatorda uglerod va azotlarning nisbiy miqdori (X_{CN}) ga bog'liq bo'ladi:

$$\varepsilon_{CN} = 6.6 \cdot 10^{-24} \rho X X_{CN} \left(\frac{T}{10^6} \right)^{20} \text{ vt/kg,} \quad (1.7).$$

Quyoshda $X_{CN} = 0.003$ ekanligini hisobga olsak, CN-siklda Quyosh moddasining 1 kg miqdori $\varepsilon_{CN} \cong 10^{-10}$ vt/kg energiya sochgan bo'lar edi. Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, Quyoshda p-p sikli asosiy rol o'ynaydi.

Termoyadro reaksiyalarida neytrino (ν) ajralib chiqadi. U hosil bo'lgan energiyani bir qismini o'zi bilan birga olib ketadi. Har bir geliy yadrosi hosil bo'lishida ikkita neytrino va $\Delta\varepsilon = 4 \cdot 10^{-13}$ J energiya hosil bo'ladi. Agar endi Quyoshning barcha tomonga sochayotgan to'la quvvatini $\Delta\varepsilon$ ga bo'lsak, ajralib chiqayotgan neytrinolar sonini topamiz:

$$N = 2 \cdot \frac{L_{\Theta}}{\Delta\varepsilon} = 10^{39}$$

Bu esa Yer orbitasida $F = \frac{N}{4\pi a^2} = 10^{15} \frac{1}{m^2 \cdot c}$ oqim hosil qiladi, ya'ni

1 m² yuzadan sekundiga 10^{15} ta neytrino o'tadi. Neytrino shunday zarraki, u boshqa zarralar (atomlar) bilan deyarli reaksiyaga kirishmaydi yoki bunday o'zaro ta'sir ehtimoli juda kam. Shunday reaksiyalardan biri $^{37}\text{Cl} + \nu \rightarrow ^{37}\text{Ar} + e^-$ bo'lib, bunda hosil bo'lgan ^{37}Ar noturg'un bo'lganligi uchun $^{37}\text{Ar} \rightarrow ^{37}\text{Cl} + e^+ + \nu$ parchalanadi, hosil bo'lgan pozitron (e^+) elektron (e^-) bilan qo'shilib ikki-uch yorug'lik kvantini beradi. Bu reaksiyaga asoslangan tajriba neytrino teleskopida 1967-y.da bajarildi va Quyoshdan $Q = (2.2 \pm 0.4)$ SNU (quyoshiy neytrino birligi) miqdorda neytrinoni qayd qildi. Bu nazariy hisoblangan ($Q = 7.6$ SNU)dan 3.5 marta kamdir. Sababli xlor izotopiga asoslangan tajriba qayd qila oladigan neytrino Quyoshdan chiqayotganlarga nisbatan boshqacha energiyali bolishi yoki nazariy hisob-

lash natijalari xato bo'lishi, yoxud Quyoshning ichki tuzilishi modeli aniq bo'lmashligi mumkin. Bu masalalar hal qilinmoqda.

Yaponiyada Komiakande deb atalgan neytrino detektorini ishga tushirildi va toza suv molekularida neytrino ta'sirlanishi eksperimenti o'tkazildi, natijada cherenkov nurlanishi hosil bo'ldi. Bu eksperiment Quyoshdan neytrino oqimini qayd qildi, biroq natija avvalgidek bashorat qilingandan uch marta kam chiqdi. Kanadada (Ontario) Sadbari (Sudbury) Neytrino Observatoriyasida og'ir suvga asoslangan tajriba o'tkazilmoqda. Bunda qayd qilingan neytrino miqdori nazariy hisoblashlar natijasidan 3 marta kamligicha qolmoqda. Bu yangi tajribalar o'tkazishga chorlamoqda. Masalan, gallyiy izotopi ^{71}Ga ga asoslangan tajribaga katta umid bog'lanmoqda. Bunday tajriba uchun 40 t gallyiy kerak. Biroq dunyoda olinayotgan gallyiy miqdori kam.

2) Temperatura gradiyentining o'zgarishi va konveksiya. Temperaturaning radius bo'ylab o'zgarishi energiyani ichki qatlamlardan tashqi qatlamlar tomon uzatilish mexanizmi bog'liq. Bunday mexanizm ikki xil bo'lishi mumkin: nuriy va konvektiv (Quyoshning ichki qatlamlarida issiqlik o'tkazuvchanlik mexanizmi past samaraga ega bo'lgani uchun hisobga olinmaydi).

Nuriy mexanizm asosiy energiya uzatuvchi bo'lgan holda (o'zak atrofida shunday) temperaturaning o'zgarishini hisoblash uchun tashqi qatlamlar tomon tarqalayotgan nurlanishni ichki energiyaga va harakat miqdoriga ega gazga qiyoslash mumkin. Bunday nurlanish tashqariga yo'nalgan nuriy bosim kuchiga ega. Agar nurlanish (gaz) oqimi biror tomonga harakat qilayotgan bo'lsa, u tomondagi modda oqim energiyasi bilan birgalikda uning harakat miqdorini ham yutadi.

$$\text{Radial yo'nalishda yutilayotgan harakat miqdori tezligi} = \frac{1}{c} \frac{L_r}{4\pi r^2} k\rho dr,$$

bu yerda: c — yorug'lik tezligi; $k\rho$ — bir birlik yo'l uchun yutish koeffitsiyenti.

Nurlanish oqimidan yutilish natijasida modda olgan harakat miqdori oqim yo'nalishida nuriy bosimni o'zgarishiga teng bo'ladi. Radial yo'nalishda

nuriy bosimning o'zgarish tezligi $= -d\left(\frac{4}{3c}\sigma T^4\right)$; bu yerda, σ — Stefan-

Bolsman doimiysi; σT^4 — absolut (mutlaq) qora jism sirtidan chiqayotgan nuriy energiya tezligi. Ikkala ifodani bir-biriga tenglashtirib

$$\left(\frac{dT}{dr}\right)_{nur} = -\frac{3}{16\sigma T^3} \frac{L_r}{4\pi r^2} \quad (1.7)$$

ni topamiz. Bu munosabat nur uzatishda temperaturaning radial yo'nalishdagi o'zgarishni ifodalaydi. Temperatura tashqi qatlamlar tomon $\frac{1}{T^3}$ tarzda pasayib

boradi. Biroq nuriy gradiyentni pasayish surati $\left(\frac{dT}{dr}\right)_{nur}$ temperatura 10^6 K gacha tushgach yutish koeffitsiyentining ortishi bilan ortaboshlaydi, ya'ni nuriy energiya uzatish mexanizmi susaya boshlaydi. Bunday holatda konvektiv mexanizm kuchayadi va qatlamda radial yo'nalgan gaz oqimlari boshlanadi: qaynoq elementlar yuqoriga ko'tariladi va kengaya boshlagan sari sovib ichki tomon yo'nalgan sovuq oqimlarni hosil qiladi. Qaynoq oqimlarning ko'tarilishi adiabatik kengayishga o'xshash jarayondir. Shuning uchun konvektiv oqimlarda temperatura gradiyenti adiabatik jarayondagidek quyidagicha ifodalanadi:

$$\left(\frac{dT}{dr}\right)_{ad} = + \frac{\gamma - 1}{\gamma} \frac{mg}{K_B} \quad (1.8)$$

Bu yerda: γ — adiabatiklik dekrementi; K_B — Bolsman doimiysi. Demak, konvektiv mexanizm asosiy energiya uzatuvchi bo'lishi uchun

$$\left|\frac{dT}{dr}\right|_{nur} > \left|\frac{dT}{dr}\right|_{ad} \quad (1.9)$$

nuriy temperatura gradiyenti absolut qiymati adiabatik temperatura gradiyenti absolut qiymatidan katta bo'lishi shart. Bu qoida Shvarssild kriteriyi deb ataladi va Quyosh markazidan $r \geq 0.86 R_\odot$ uzoqliklarda bajariladi. Bunday masofada $T \cong 10^6$ K, nisbatan yuqori emas va bunday temperaturada elektronlar atom yadrolariga intensiv ravishda bog'lana boshlaydilar (rekombinatsiya jarayoni). Og'ir atomlarning ionlari hosil bo'la boshlaydi va bunday ionlar nurlanishni yutadi, muhitning notiniqlik darajasi k_p ko'tarila boshlaydi. Bu esa o'z navbatida $|dT/dr|_{nur}$ ni ortishiga sabab bo'ladi.

Konvektiv zonaning tashqi chegarasi yaqinida noturg'unlikni kuchaytiruvchi ikkinchi omil ishga tushadi. Issiqlik sig'imlar nisbati (γ) birga yaqinlashadi. Bunga sabab atom va ionlar tomonidan nurlanishni yutish erkinlik darajasiga ionlanish va uyg'onish bilan bog'liq erkinlik darajasi qo'shiladi. Bu effektini asosan vodorod atomlari va qisman geliy atomlari beradi, bu esa o'z navbatida $|dT/dr|_{nur}$ ni oshiradi. Yuqori temperaturada, demak chuqurroq qatlamlarda geliy ionlanadi. Geliyini ionlanishi vodorodnikiga qaraganda kattaroq masshtabdagi konveksiyani hosil qiladi. Supergranulyatsiya geliyning ionlanishi va granulyatsiya esa vodorodning ionlanishi natijasida ro'y beradi. Fotosfera ostida, uning sirti yaqinida gazning zichligi va temperaturasi ancha pasayib, konveksiya energiyani effektiv uzata olmaydi. Bundan tashqari, fotosferaning pastki chegarasidan nurlanish yutilmasdan chiqib boshlaydi. Bu qatlamlarda k_p va $|dT/dr|_{nur}$ ancha kamayadi va atmosferada yana turg'unlik qaror topadi.

Biz yuqorida granulyatsiya va supergranulyatsiyada modda aylanishining kuzatilishi to'g'risida to'xtalgan edik. Quyoshda eng ko'p miqdorda bo'lgan vodorodning ionlanishi bilan bog'langan granulyatsiya fotosferada intensivlikning yetarli darajada katta miqdorga (10%) o'zgarishiga olib keladi. Nisbatan kam (10 marta) geliyni ionlanishi bilan bog'liq bo'lgan supergranulyatsiya intensivlikni sezilarli o'zgartirmaydi. Og'ir atomlarni ionlanishi bilan bog'liq bo'lgan konveksiya ham (gigant konvektiv uyalar) bo'lishi kerak. Bunday konveksiya sirt qatlamlar intensivligini juda kam o'zgartiradi va tezligi ≤ 100 m/s ga teng bo'lgan gorizontal gaz oqimini beradi.

3) Quyosh moddasining molyar massasasi va bosimning o'zgarishi.

Ideal gazda bosimi $\bar{P} = NkT$ zarralar konsentratsiyasi (N) ga va temperatura

(T) ga bog'liq. $N = \frac{\rho}{\mu m_H}$ ekanligini hisobga olsak, bosim (P), zichlik (ρ) va

temperatura (T) orasidagi bog'lanish kelib chiqadi: $P = \frac{k}{\mu m_H} \rho T$. Bu yerda

bosim moddaning o'rtacha molyar massasiga (μ) ham bog'liqligi ko'rinib turipti. O'rtacha molyar massa moddaning kimyoviy tarkibiga bog'liq. Bunga sabab, birinchidan, Quyosh o'zagining kimyoviy tarkibi uning boshqa qismlaridan farq qiladi; ikkinchidan T va ρ ni radius bo'yicha o'zgarishi kimyoviy elementlarning ionlanish darajasini o'zgartiradi. Agar neytral atomlardan iborat gazning har bir atomidan bittadan elektron ajratilsa, u holda μ ikki marta kamayadi. Demak, moddaning o'rtacha molyar massasini hisoblash uchun uni tashkil etgan atomlarning ionlanish darajalarini hisoblash kerak. U T va ρ larga bog'liq ravishda radius bo'yicha o'zgaradi. Zaryadi Z bo'lgan atomlardan iborat gazni to'la ionlanishi natijasida hosil bo'lgan moddada har bir atom $Z+1$ zarraga ajraladi. Demak, to'la ionlangan gazning molyar massasi $\mu_z = 2$. Agar Quyosh moddasida vodorodning nisbiy miqdori X, geliyniki Y va qolgan elementlarning yig'indi miqdori Z bo'lsa, u holda to'la ionlangan Quyosh moddasining o'rtacha molyar massasi

$$\mu = \frac{1}{2X + \frac{3}{4}Y + \frac{1}{2}Z} \quad (1.10)$$

bo'ladi. Quyoshning fotosfera osti va o'zakdan boshqa ichki qatlamlarida $\mu = 0.6$.

4) **Modda notiniqligining o'zgarishi.** Quyosh moddasining notiniqligi uni hosil qilgan atomlar va ionlarni yutish koeffitsiyentiga (χ) va modda zichligiga bog'liq. Notiniqlik nurlanishning chiqishiga to'sqinlik qiladi. Quyosh moddasining nuriy energiya oqimini to'sib qolish qobiliyati asosan quyidagi to'rta jarayon bilan bog'liq:

a) ichkaridan kelayotgan foton atom va ionlar tomonidan yutiladi va ixtiyoriy yo'nalishda qayta sochiladi;

b) foton yutilishi natijasida atom va ionlar bog'liq holatdan ozod holatga o'tadi (yorug'lik ta'sirida ionlanish);

d) elektronning past energiyali ozod holatdan yuqori energiyali ozod holatga o'tishi; fotonlar ozod elektronlar tomonidan yutiladi va ularning kinetik energiyasi ortadi;

e) sochilish; elektron yoki ion bilan o'zaro ta'sirlanishi natijasida ichki qatlamlardan kelayotgan fotonning yo'nalishi o'zgaradi.

Quyosh o'zagida yutish koeffitsiyenti asosan ozod elektronlarda nurlanishni sochilish va vodorod hamda geliy atomi yadrolarining ozodan-ozodga o'tishi hisobiga shakllanadi. Konvektiv zonaga yaqinlashgan sari bog'liqlikdan ozodga o'tish jarayoni yutish koeffitsiyenti hissasiga ortaboshlaydi va notiniqlikni belgilaydi.

5) **Quyoshning ichki tuzilishi modeli.** Quyoshning ichki qatlamlarida T , ρ va P larning radius bo'ylab o'zgarishini topish uchun yoki modelini hisoblash uchun quyidagi differensial tenglamalardan foydalaniladi:

$$\frac{dP(r)}{dr} = -\frac{M_r G}{r^2} \rho(r), \quad \frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r), \quad \frac{dT_r}{dr} = \varepsilon(r) \rho(r) 4\pi r^2, \quad (1.11)$$

$$\left(\frac{dT}{dr}\right)_{nur} = -\frac{3}{64\sigma T^3} \frac{L_r}{4\pi r^2} \varepsilon \rho \quad \text{va} \quad \left(\frac{dT}{dr}\right)_{ad} = \frac{\gamma-1}{\gamma} \frac{T}{P} \frac{dP}{dr}. \quad (1.12)$$

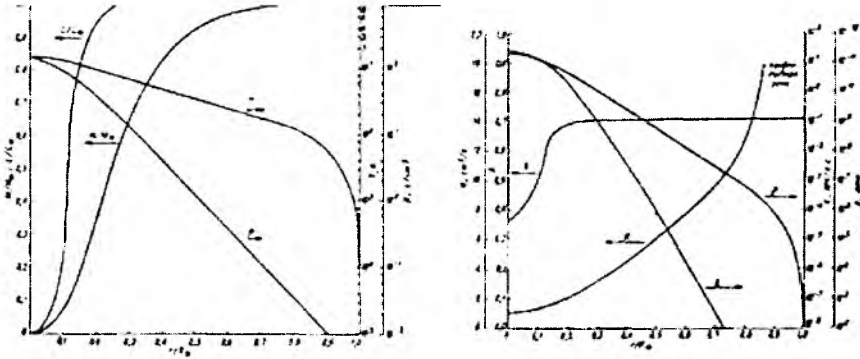
Bu tenglamalar quyidagi chegaraviy hollar uchun birgalikda yechiladi:

- 1) $r = 0$ bo'lganda, ya'ni Quyosh markazida $M_0 = 0$ $L_0 = 0$;
- 2) $r = R$ bo'lganda, ya'ni Quyosh sirtida $M_r = M_\odot$ va Quyoshning yoshi 4.5 mlrd yilga yetganda $R = R_\odot$ va $L_r(R_\odot) = L_\odot$. Bu shartlarni bajarilishi og'ir atomlar miqdori Z ga bog'liq;

- 3) $r = R$ bo'lganda, $P = G T^{\gamma/\gamma-1}$. $G = \frac{1}{15}$ 2 oraliqda o'zgaradi.

Quyosh massasi $M = 2 \cdot 10^{30}$ kg bo'lgan gazni gravitatsion siqilishidan hosil bo'lgan deb faraz qilinadi va yadro reaksiyasi boshlanishi arafasida gaz sharning kimyoviy tarkibini bir jinsli bo'lgan deb qabul qilinadi. Yuqoridagi tenglamalardan har xil vaqt momentlari $t \leq 4.5 \cdot 10^9$ uchun Quyoshning ichki tuzilishi hisoblanadi.

Agar Quyoshda yadro reaksiyalari boshlanishi arafasidagi uning kimyoviy tarkibi va Quyosh moddasining erkin yurish yo'lining balandlik shkalasiga nisbati to'g'ri qabul qilingan bo'lsa, oxirgi vaqt momentida, ya'ni hozirgi vaqtdagi $R = R_\odot = 696\,000$ km va $L(R_\odot) = 3.96 \cdot 10^{26}$ Vt/s ekanligi kelib chiqadi. Hozirgi zamondagi Quyosh modeli 1.21-rasmdagi chizmalarda keltirilgan. Bu modeldan Quyosh markazida zich va yuqori temperaturaga ega o'zakni ko'rish mumkin. Radiusi $r = 0.2 R_\odot$ bo'lgan bu o'zakda $M_r = 0.5 \cdot M_\odot$, ya'ni Quyosh massasining yarmi joylashgan va o'zakdagi $L_r = 0.99 L_\odot$ gatlamda Quyosh energiyasining 99 % hosil bo'ladi. $r = 0.25 \cdot R_\odot$ masofada temperatura (T) ikki marta, energiya chiqaruvchanlik 40 marta va hajm birligi chiqarayotgan energiya 300 marta kamayadi. O'zakda vodorod miqdori (X) 50 % ga kamayib, o'zakdan uzoqlashgan sari moddaning yutish koeffitsiyent k tez suratlar bilan ortaboshlaydi va $r \geq 0.86$ masofada



1.21-rasm. Quyoshning ichki tuzilishi modeli va berilgan ($X = 0.708$, $Y = 0.272$, $Z = 0.020$) kiyoviy tarkibda Quyosh moddasining fizik xususiyatlarining Quyoshning ichki qatlamlari tomon o'zgarib borish grafigi. Chapda temperatura (T), gaz bosimi (P), yorqinlik (L) va massa (M , Quyoshning to'la massasi birliklarida) larning radius bo'yicha o'zgarishi. O'ngda vodorodning nisbiy miqdori (X), zichlik, Quyosh moddasining yutish koeffitsiyentining o'zgarishi.

keskin ortadi. Bu nuriy gradiyentni $\left| \frac{dT}{dr} \right|_{nur}$ keskin ortishiga va $\gamma = \frac{C_P}{C_V}$ ni bu qatlamlarda kamayishi bilan birgalikda konvektiv oqimlarning hosil bo'lishiga sabab bo'ladi. Chizmalardan ko'rinib turibdiki, Quyosh sirti $r = R_\odot$ yaqinida bosim keskin kamaya boshlaydi. Bu esa balandlik shkalasi

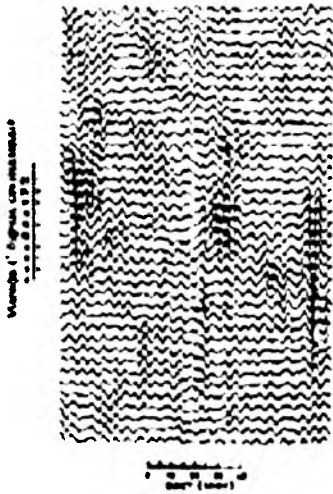
$$H = \frac{RT}{g\mu} \quad \text{va } T \text{ ni tez suratlar bilan kamayishini ko'rsatadi.}$$

Buning uchun nazariy hisoblash natijalarini eksperimental yo'l bilan tekshirish talab qilinadi. Nazariy hisoblangan yorug'lik nurlarida Quyoshning yorqinligi L o'lchashdan olingan yorqinlik L_\odot ga, Quyosh radiusi R esa hozirgi kuzatiladigan radius (R_\odot)ga tengligi tekshirib ko'rilgan va bu sohada model haqiqiy Quyoshga mos keladi. Biroq yadro reaksiyalari natijasida hosil bo'ladigan neytrino oqimi masalasida moslik yo'q: o'lchangan oqim hisoblangandan 3,5 marta kam. Bu hozircha jumboq bo'lib qolmoqda.

6) Besh minutli tebranish va Quyoshning ichki qatlamlarini tekshirish.

Sokin Quyosh sirtining ko'ndalang kesimi $5000 \div 10000$ km bo'lgan ko'plab qismlari 5^m davr bilan vertikal yo'nalishda $0.1 \div 1.6$ km/s tezlik bilan sinusoidal ko'rinishda tebranib turadi.

Bunday sohalar Quyosh sirtining $2/3$ qismini bir tekis qoplaydi va har bir soha 4—5 marta (ayrim hollarda 9 martagacha) ketma-ket tebrangandan keyin 30 minut davomida tinchlanadi va juda kichik amplituda bilan tebranib turadi, shundan keyin yana 23^m davomida 4—5 marta tebranadi. Kattaligi 30000 km bo'lgan supergranula ichiga to'g'ri keladigan bunday sohalar (3—5) bir xil faza bilan tebranadi (1.22-rasm).



1.22-rasm. Quyosh sirtining bir-biridan 2200 km uzoqliklarda joylashgan nuqtalarida vertikal tezlikning vaqt bo'yicha o'zgarishi. Tezlik besh minut davr bilan tebranadi va uning o'zgarishi turuvchi to'lqin xususiyatiga ega. Bu to'lqinlar atrofida (yuqori va past tomon) ham shunday to'lqinlarni uyg'onishiga sabab bo'ladi.

Tebranish tezligi fotosferada 0.4 km/s ga teng va balandlik bo'ylab ortib boradi. Vertikal va gorizontal yo'nalishda faza tezligi $30 \div 100$ km/s oraliqqa to'g'ri keladi. Ko'tarilib-tushish jarayonida sohaning yorug'ligi, demak temperaturasi (600 K) ham tebranadi. Yorug'lik maksimumi yuqoriga yo'nalgan tezlik maksimumidan oldin ro'y beradi, ya'ni yorug'likni ortishi va vertikal harakat tebranishlari 90° faza siljishiga ega. Bunday

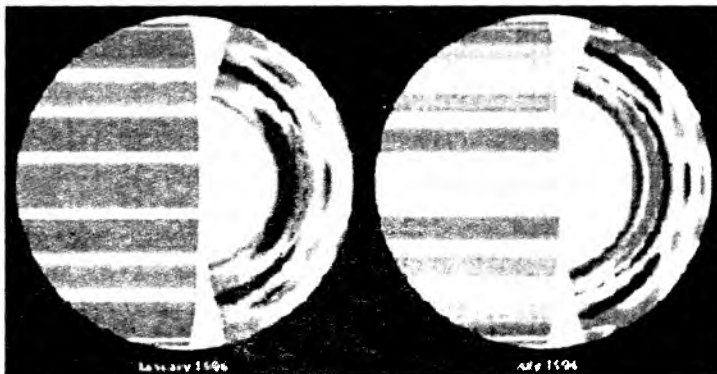
holatdagi tebranishlar yuguruvchi emas, balki turuvchi bo'ylama gaz bosimi to'lqinlari ekanligini ko'rsatadi.

Besh minutli tebranishlar butun Quyoshni yaxlit holatda kuzatganda ham borligi aniqlangan. Buning uchun interferesion filtr yordamida sariq qismi ajratib olinib, Quyosh nuri kuchli magnit maydonda joylashtirilgan natriy bug'i (uyasi) orqali o'tkaziladi.

Magnit maydonda Zeeman effekti ta'sirida energetik sathlari tashkil etuvchilarga ajralgan natriy atomlari ularga tushayotgan nurlanishni o'zlariga mos keladigan chastotalarda sochadi. Quyosh sirtining davriy tebranishi uning spektridagi natriy chizig'ini davriy siljitadi. Bu esa natriyli uyadan sochilayotgan nur intensivligini o'zgarishiga olib keladi. Agar endi natriyli uyadan o'tayotgan Quyosh nuri intensivligi uzoq vaqt davomida (bir necha haftadan bir necha oygacha) o'lchab borilsa va to'plangan material sferik garmonik tahlil qilinsa, quvvat spektrida davriy tebranishlar maksimal amplitudani ko'rsatadi. Bunday tekshirishlar fotosferada sferik azimutal garmonika 1 ni 0 dan 4 gacha qiymatlarida davri 3 minutdan 10 minutgacha bo'lgan 75 ta turli modda borligini ko'rsatdi. Bu moddalarning amplitudasi 4—40 sm/s oraliqqa, maksimal amplituda esa 5^m ga to'g'ri keladi.

Fotosferadagi bu 5 minutli tebranishlar temperatura minimumi ostidagi qatlam tomonidan tutib olingan turuvchi akustik to'lqinlardir. Chunki fotosfera ostidagi konvektiv zonada suzib chiqaruvchi kuch turbulent harakatlar hosil qiladi. Bu harakatlar o'z navbatida, akustik to'lqinlar sifatida tarqaladigan bosim notekisliklarini hosil qiladi. Akustik modalar esa fotosferada turuvchi to'lqinlarga aylanadi.

Fotosferadagi bu 5^m li bosim to'lqinlari Quyoshning ichki va tashqi qatlamlari tomon tarqaladigan tovush to'lqinlarini hosil qiladi. Tashqi qatlamlarda yuguruvchi to'lqin hosil bo'ladi va u yuqoriga ko'tarilgan sari



1.23-rasm. Gelioseysmologik usul (SoHO, MDI) bilan olingan Quyoshning yuza (rasmlardagi chap qism) va ichki (o'ng qism) qatlamlarning nisbiy aylanish tezligi xaritalari: chapda qizil tasmalar — o'rtacha differensial aylanishga nisbatan tez; yashillar — sekin; o'ngda — ichki qatlamlarda punktir yarim aylana — konvektiv zonaning ichki chegarasi; qizil sohalar — tez, binafsha — sekin aylanayotgan qatlamlar.

zarb to'liqligiga aylanadi. Ichki qatlamlar tomon tarqalayotgan bu bosim to'liqlilari esa Yer qimirlashlar hosil qiladigan seysmik to'liqlilar singari Quyoshning bir tomonidan ikkinchi tomoniga ichki qatlamlari orqali o'tadi va fotosferaga chiqadi, undan aks qaytadi va yana Quyosh qari tomon yo'naladi. Agar Quyoshning ichkarisida zichlik yoki aylanish tezligi keskin o'zgaradigan qatlam bo'lsa, bunday harakat davomida uning chastotasi va amplitudasi o'zgarishi mumkin hamda bunday o'zgarish tebranishlar spektrida namoyon bo'ladi. Bunday usul bilan Quyoshning ichki tuzilishini tekshirish gelioseysmologiya deb ataladi va u oxirgi 15 yil ichida muvaffaqiyatli qo'llanilmoqda. Bu yo'nalishda bir necha xalqaro dasturlar amalda bo'lib, bularning ayrimlari (GONG- Quyoshning global tebranishlarini tekshiruvchilar guruhi) Yer yuzidagi ko'plab observatoriyalarni o'z ichiga olgan. Bunday tekshirishlar kosmik stansiyalar yordamida (SOHO, MDI) ham bajarilmoqda (1.23-rasm).

1.9. Quyosh aktivligi (faolligi)

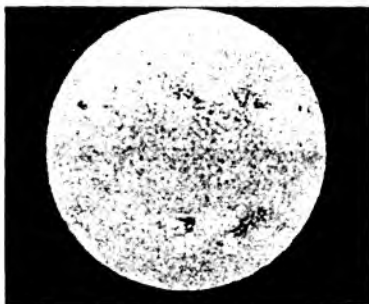
Biz yuqorida sokin (tinch) Quyoshning atmosfera qatlamlarini tuzilishi bilan tanishib chiqdik. Bunda avval atmosferani birinchi qatlam deb hisoblab unda o'rtacha temperatura, zichlik va bosimning o'zgarishi, atmosfera modeli bilan, keyin esa tinch Quyosh atmosferasida kuzatiladigan mayda tuzilmalar bilan tanishdik va ularning hosil bo'lish, rivojlanish mexanizmlarini ko'rib chiqdik. Quyoshning umumiy ko'rsatkichlari: massasi (M_{\odot}), o'rtacha zichligi ($\bar{\rho}$), radiusi (R_{\odot}), yorqinligi (L_{\odot}), atmosfera qatlamlari borligi deyarli o'zgar olmaydi. Biroq Quyosh sirtida va atmosferasida ko'plab o'tkinchi hodisalar

kuzatiladiki, ular birgalikda Quyosh aktivligi darajasini ko'rsatadi. Bunday o'tkinchi hodisalarga quyosh dog'lari, mash'allar, protuberaneslar (Quyosh atmosferasida qora tolalar) va Quyosh chaqnashlari kiradi. Bu hodisalar Quyosh sirtining nisbatan katta bo'lmagan qismlarida ro'y beradi va ular aktiv (faol) sohalar deb ataladi. Bunday sohalar Quyosh ekvatori atrofida, $\pm 40^\circ$ geliografik kengliklar oralig'ida kuzatiladi. Bu o'tkinchi hodisalar yuqorida ko'rib o'tilgan atmosfera mayda tuzilmalari singari magnit tabiatga ega. Ular Quyosh yuzidagi kuchli magnit maydonda va maydon ustidagi xromosferada va tojda joylashadilar. Aktivlik tuzilmalari bilan tanishishdan oldin Quyosh yuzida ko'rinadigan magnit maydonlar bilan tanishib chiqamiz.

a) Quyosh yuzida magnit maydonlar

Magnit maydon ko'rsatkichlari (kuchlanganligi, qutbi, yuzasi va maydonda magnit oqim) undagi atomlar hosil qilgan spektral chiziqlarining ajralishiga va ulardan sochilayotgan nurlanishning qutblanishiga (Zeeman effekti) ko'ra o'lchanadi. Agar maydon kuch chiziqlari qarash chizig'i bo'ylab yo'nalgan bo'lsa, u holda ayrim spektral chiziqlar (masalan, FeI $\lambda 5250 \text{ \AA}$, temir atomiga tegishli spektral chiziqning to'lqin uzunligi) oddiy magnitli ajralishni ko'rsatadi: chiziq ikkita tashkil etuvchiga ajraladi, ular qarama-qarshi yo'nalgan aylanma qutblanishga ega va chiziq markazidan to'lqin uzunligi bo'yicha $\Delta\lambda = \pm 4.67 \cdot 10^{-13} \lambda^2 g H \text{ \AA}$ masofaga siljigan bo'ladi. Bu yerda, λ — chiziqning to'lqin uzunligi (\AA); g — chiziqning magnit maydonda ajralishini tavsiflovchi koeffitsiyent (Lande faktori); H — maydon kuchlanganligi (gs, gausslarda). Maydon kuchlanganligi $H = 1000$ gs bo'lganda yuqorida ko'rsatilgan temir chizig'i ($g = 3.0$) ning ajralishi $\Delta\lambda \approx \pm 0.04 \text{ \AA}$ bo'ladi. Bu chiziqning kengligi ham shunday qiymatga teng, ya'ni chiziqni tashkil etuvchilari bir-biri bilan yonma-yon joylashdi. Agar $H \leq 100$ gs bo'lsa, ular bir-biri bilan qariyb ustma-ust tushadi. Bunday hollarda tashkil etuvchi chiziqlar bir-biridan qutblanishiga ko'ra ajratiladi.

Quyoshning magnitogrammasini olish uchun spektrografning kirish tirqishi oldiga qarama-qarshi qutblangan nurlanishlar bir-biriga nisbatan 90° faza siljishi beradigan faza plastinka qo'yiladi. Aylanma qutblangan nurlanishlar faza plastinadan o'tgandan keyin bir-biriga tik yo'nalgan chiziqli qutblangan nurlanishga aylanadi. Endi bu nurlanishlarni polyaroid yordamida bir-biridan ajratish mumkin va ularning intensivligi elektrofotometr yordamida o'lchanadi. Faza plastinkasi, polyaroid va



1.24-rasm. Quyoshning magnitogrammasi (magnit maydonlar xaritasi): kulrang sahnda oq joylar shimoliy va qora joylar janubiy magnit qutblar:

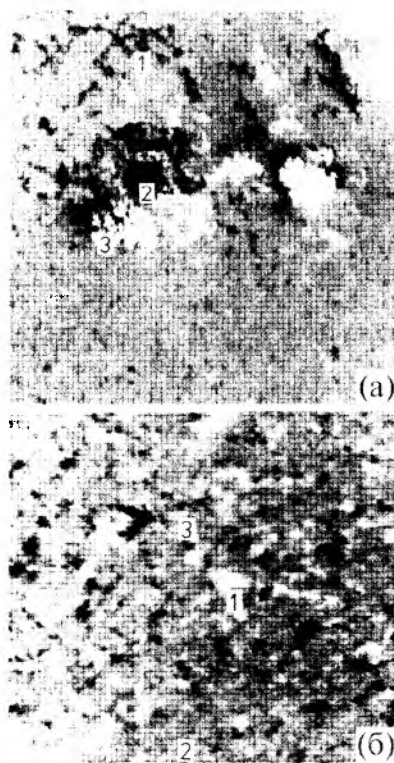
1— Quyosh qutblari atrofidagi magnit maydonlar; 2— unipolyar maydon; 3— aktiv soha; 4— efemer soha magnit elementlari; 5— kengayayotgan aktiv soha maydoni; 6— supergranulyasiya magnit to'ri.

elektrofotometr bilan qurollangan spektrograf spektromagnitograf deb ataladi va uning yordamida kuchlanganligi $H \approx 0.1$ gs gacha bo'lgan magnit maydon qutbi ishorasini, kuchlanganligi va shu maydonda moddaning nuriy tezligini (± 50 m/s) o'lchash mumkin; Quyoshning magnit maydoni va nuriy tezliklar xaritalarini chizib olish mumkin. Ana shunday magnit xarita 1.24-rasmda keltirilgan. Rasmda aktiv soha (3), efemer soha (4), qutblar atrofidagi (1), aktiv soha qoldiqlaridagi (5), katta o'lchamli unipolyar (2) va supergranulyatsiya (6) hosil qilgan to'rsimon joylashgan maydonlarini ko'rish mumkin. Kulrang sahdagi oq joylar shimoliy (N), qora joylar esa janubiy (S) magnit qutbni ko'rsatadi. Yuqori ajratilish bilan olingan magnitogrammalarda sanab o'tilgan barcha turdagi maydonlar, mayda, nuqtasimon magnit elementlardan tashkil topganligini ko'rish mumkin (rasm 1.25). Bu magnit elementlarning ko'ndalang kesimi 150 km ga, maydon kuchlanganligi esa 1500 gs ga tengligi aniqlangan. Bunda maydonlar bir-biridan ularda magnit elementlar konsentratsiyasi bilan farq qiladi. Aktiv sohalar (a.s.) (3) markazida magnit elementlar shu darajada zich joylashganki, ularni ajratib bo'lmaydi. A.s. chetlarida (3) va bunday soha qoldiqlari (5) da katta o'lchamli unipolyar maydonlarda magnit elementlar supergranulyatsion to'r tugunlarida joylashgan va to'r maydon deb ataladi.

Aktiv soha qoldiqlari (1.24-rasmda 5) va katta o'lchamli magnit maydonlarda (2) magnit elementlar supergranulyatsion to'r tugunlarida joylashgan.

Magnit elementlar fotosferada kuzatiladigan va ichki qatlamlar tomon yo'nalgan kuchli (1–2 km/s) modda oqimi bilan bog'langan va taxminan 1 soat davomida kuzatiladi.

Magnit element Quyosh sirtiga tik joylashgan magnit naychani fotosferadagi kesimi bo'lib, bu naycha granularlar orasida joylashadi va ular naychani betartib dam u tomonga, dam bu tomonga 1 km/s tezlik bilan silkitib turadi. Bu o'z navbatida naycha bo'ylab tarqaladigan alven to'lqinlarini hosil qiladi va naycha bo'ylab oqayotgan to'lqin oqim $\rho v = 2 \cdot 10^6$ Vt/m² quvvatga



1.25-rasm. Qism magnitogramma: kulrang sahdagi oq joylar shimoliy (N), qora joylar janubiy (S) magnit qutblar: a) yosh aktiv soha; b) sokin soha; 1— magnit elementlar hosil qilgan to'r.

ega. Bu to'liqin oqim yuqori qatlamlarda (tojda) zarb to'liqlarga aylanadi va tojni qizdiradi (bu to'g'rida yuqorida to'xtalgan edik).

Magnitogrammada qutblari yonma-yon va zich joylashgan kichkina (≈ 30000 km) kuchli (~ 2000 gs) bipolyar sohalarni ko'rish mumkin. Bu efemer soha deb ataladi (1.25-rasm, b da 3) va u fotosfera ostidan chiqayotgan yangi magnit oqimni ko'rsatadi. Bunday magnit oqim o'rtacha $2 \cdot 10^{19}$ mks (mks — magnit oqim birligi, maksvell) bo'lib, u fotosferaga 1.8 dan 2.6 km/s tezlik bilan chiqadi va o'rtacha ≈ 12 soat yashaydi. Efemer sohalari yashash vaqti va o'lchamlari bo'yicha keng intervalni ishg'ol qiladi va bu intervalning bir chetida aktiv sohalari, ikkinchisida esa magnit elementlari joylashadi.

Odatda, aktiv va efemer soha magnit maydoni bipolyar bo'ladi, bular bilan birgalikda magnitogrammada geliografik uzunlik va kengliklari bo'yicha yuz minglab kilometrgacha cho'zilgan bir xil (S yoki N) qutbga ega magnit maydonlari kuzatiladi. Bu maydonlari katta o'lchamli unipolyar (1.24-rasmda 2) maydonlari deb ataladi. Ular, odatda $\varphi \geq 60^\circ$ yuqori geliografik kengliklardan boshlanib, Quyoshning qutblarigacha yetib boradi. Bunday sohalarda maydonning o'rtacha kuchlanganligi 1 gs bo'lib, ular ustida toj nuri jadalligi eng past bo'lgan toj teshiklari deb ataladigan soha kuzatiladi. Toj teshiklarida magnit maydon kuch chiziqlari radial yo'nalishda Quyosh atmosferasidan tashqariga, sayyoralararo muhitga chiqib ketadi. Bu sohalari ochiq magnit konfiguratsiyaga ega deyiladi. Aktiv soha maydoni esa yopiq magnit konfiguratsiya hosil qiladi, ya'ni a. s. ning N qutbidan chiqqan kuch chizig'i toj qatlamlari orqali yoy shaklida o'tib uning S qutbiga kiradi.

Quyoshning shimoliy va janubiy qutblari atrofida N yoki S magnit qutbga ega to'rsimon maydonlari kuzatiladi. Bu maydonlari eng uzoq (10 yil) yashaydigan magnit maydonlari bo'lib, agar shimoliy qutb yaqinida S qutbli maydon kuzatilsa, janubiy qutb atrofida albatta, N qutbli maydonlari kuzatiladi. Bular Quyoshning qutbiy magnit maydonlari bo'lib, o'rtacha kuchlanganligi ≈ 0.6 gs ga teng. Qutbiy maydon qutblari 11 yillik davr bilan qarama-qarshisiga almashinib turadi va bu qutbiy maydonlari keyingi maksimumgacha saqlanadi. Bu hodisa pastki geliografik kengliklardan kelayotgan unipolyar magnit maydonlarga bog'liq holda Quyosh aktivligi maksimumga yetgandan keyin 1-2 yil o'tgach ro'y beradi.

Aktiv sohalarda magnit qutblarning joylashishi qat'iy qoidalarga bo'ysunadi. Birinchidan, a.s. magnit maydoni qutblarini tutashtiruvchi chiziq maydon o'qi, ekvator bilan $\approx 10^\circ$ burchak hosil qiladi. Ya'ni maydonning g'arb tomonidagi qutbi (sardor qutbi) sharq tomonidagi qarama-qarshi qutblisi (dumgi qutb)ga qaraganda ekvatorga yaqinroq joylashgan. Ikkinchidan, agar shimoliy yarim sharda sardor N qutbga ega bo'lsa, janubiy yarim shardagi sardorlari S qutbli bo'ladi. Aktiv sohaning kengayishi shundayki, sardor qutblari ekvator tomon, ularni sheriklari (dumgi qutblari) esa Quyoshning qutblari tomon siljiy boradi. Aktivlik maksimumga yetganda dumgi qutblardan hosil bo'lgan unipolyar maydonlari Quyoshning qutblari yaqiniga yetib

boradi va u yerdagi qutbi ularnikiga qarama-qarshi bo'lgan maydonlar bilan to'qnashadi va ularni yemira boshlaydi. Uchinchidan, yangi aktivlik siklida bipolyar qutblarning joylashishi oldingi sikldagining teskarisi bo'ladi. Hozirgi № 23 siklda Quyoshning shimoliy yarim sharidagi bipolyar sohalarning sardori N, janubiy yarimshardagilarniki esa S qutbdir. Shimoliy qutb atro-fida S, janubiy qutbda esa N qutbli maydonlar joylashgan. 2007-yilda Quyosh aktivligining № 24 sikli boshlanadi. Bu yangi siklda endi shimoliy yarimshardagi aktiv sohalarning sardor qutbi S, janubiy yarimshardagi-larniki esa N bo'ladi. Shunday qilib, Quyosh yuzidagi magnit maydonlar o'zgaruvchan bo'lib, qutblarining joylashishi 22 yillik davr bilan takrorlanadi. Bu hol ular fotosfera ostida hosil bo'lsa kerak degan xulosaga olib keladi. Agar magnit hosil qiladigan jarayon Quyosh markazida bo'lganda edi hosil bo'ladigan magnit maydonlar kuzatiladigan singari tez (1—2 oy) o'zgar-magan bo'lardi. Bunga misol Yerning magnit maydonidir. Yerning magnit maydoni dipol maydon bo'lib, uning magnit o'qi aylanish o'qi bilan 11° burchak tashkil etadi. Biroq Yerning magnit maydon qutblarining joylashishi oxirgi 300 yil ichida o'zgarmagan. Shuning uchun uni Yer o'zagidagi plazma oqimlari bilan bog'lashadi.

b) Aktiv sohalar (A.s.)

Fotosfera osti qatlamlardan chiqayotgan kuchli magnit maydonlar ta'sirida hosil bo'ladigan va Quyosh atmosferasining fotosferadan tojgacha bo'lgan barcha qatlamlarini o'z ichiga olgan atmosfera sohasi aktiv (faol, ya'ni o'zgaruvchan) soha (a.s.) deb ataladi. Aktiv soha ostida, odatda uning o'rtasida, fotosferada Quyosh dog'lari kuzatiladi. Demak, aktiv soha dog'ning usti va atrofini o'z ichiga olgan magnit maydondir. Aktiv sohada ro'y berayotgan o'zgarishlar (soha intensivligi, yuzasi va ichki mayda tuzilishining o'zgarishi) fotosfera ostidan atmosfera qatlamlariga ko'tarilayotgan magnit oqimning ($F(t) = \int Hds$) ko'payishi va kamayishi bilan bog'liq. Efemer (kichik) aktiv sohalarda magnit oqim 10^{19} mks, rivojlangan aktiv soha-larda esa 10^{20} mks tashkil etadi. Aktiv sohalarning rivojlanishi davomida ularda magnit oqim 10^{18} dan 10^{21} mks gacha o'zgaradi. A.s. fotosferaning kichik (10^8 kvadrat km) yuzachasiga kuchli (kuchlanganligi 1500 gs) magnit maydon chiqishi bilan boshlanadi. Magnit oqim chiqayotgan joyda avval yorug' mash'al (1.27-rasm) keyinchalik esa qora quyosh dog'lari hosil bo'ladi.

1) Quyosh dog'lari va mash'allar

Mash'al aktiv sohaning fotosfera qismi va har bir a.s. albatta mash'al ko'rsatadi, biroq mash'alni faqat Quyosh gardishi yaqinida (gardish markazidan 0.7—1.0 masofada) ko'rish mumkin (1.26-rasmning chapida). Mash'al to'rsimon ko'rinishga (to'r tugunlarida yorug' nuqtalar) ega va foto-sferani ustki qismida joylashadi. Uning yuzasi dog' yuzasidan o'nlab marta katta. Dog'lar a.s. ning o'zagi hisoblanadi va ular, odatda ko'ndalang kesimi 2500 km keladigan bir necha qora xol (pora)lar tudasi sifatida ko'rinadi. Poralar kuchli (2000 gs) magnit maydonga ega, ularning bir qismi N qutbli, qolganlari S qutbli. Quyoshning o'z o'qi atrofida aylanishi yo'na-



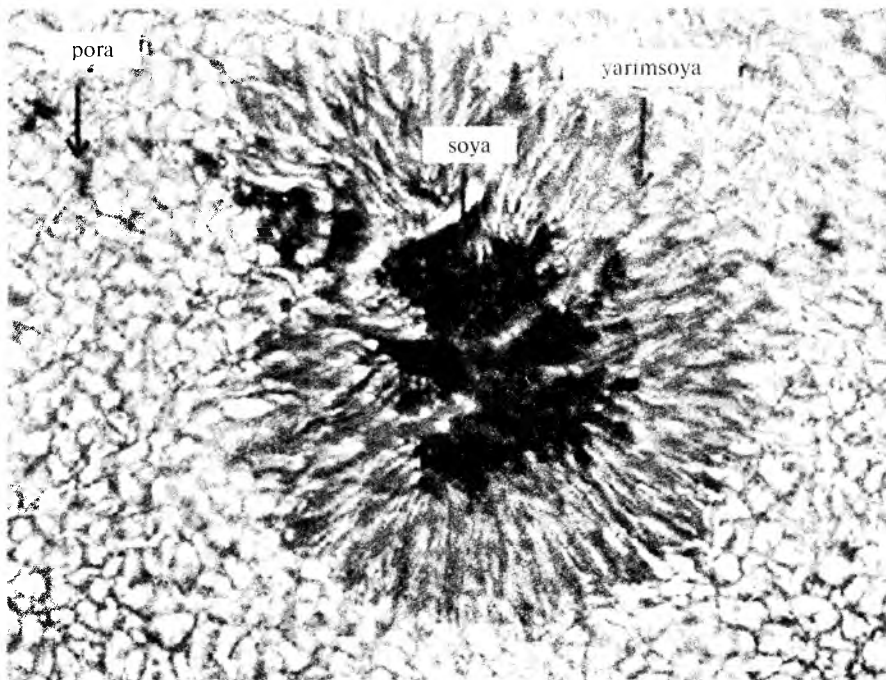
1.26-rasm. 2003-yil 27-iyulda olingan Quyosh tasvirining bir qismi. Unda ikkita katta dog'lar guruhini ko'rish mumkin. O'ngda multipolyar, chapda (gardishning sharqiy chegarasi yaqinida) bipolyar dog'lar guruhi.

lishida oldingi poralar (ular bir xil magnit qutbga ega) tez suratlar bilan olg'a harakatga keladi va 1-2 kun ichida qo'shib, kattagina dog' hosil qiladi. Bu yetakchi dog' g'arbga (1.26-rasmda o'ngga) tomon harakatini davom ettiradi va kattalasha boradi.

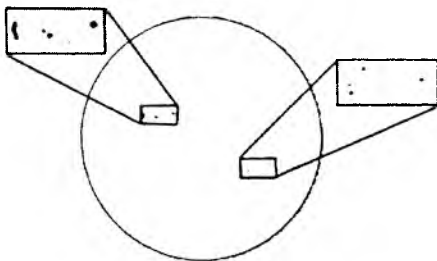
Yetakchi dog'ga qarama-qarshi qutbga ega poralar ham bitta katta dog'ga yig'iladi (1.26-rasm), bu dog' birinchi poralar to'dasi hosil bo'lgan joyda qoladi va 10 kun davomida maksimal kattalikka yetgach parchalana boshdaydi va 10 kundan keyin ko'zdan g'oyib bo'ladi. Yetakchi dog' asta-sekin kattalasha borib, g'arbga tomon harakati to'xtaydi. U tim qora (yorug' fotosferaga nisbatan, intensivligi fotosferanikidan 10 marta kam) o'zak (soya)ni o'rab turuvchi yarimsoya (fotosfera intensivligini 3/4 qismiga teng) bilan o'ralgan. Ulkan dog'larning diametri Yernikidan bir necha marta katta. Dog' o'zagining yuzasi uning to'la (yarim soya bilan birgalikda) yuzasidan olti marta kichik. O'zakda magnit maydon kuchlanganligi 3000— 4000 gs yetadi va maydon kuch chiziqlari Quyosh sirtiga tik yo'nalgan bo'ladi. Yarim soyada kuch chiziqlari vertikalikdan tashqi tomonga ancha og'ib, yarim soyaning tashqi chegarasida gorizontal yo'nalishni egallaydi va maydon kuchlanganligi yarim soyada 1000 gs va uning tashqi chegarasida 10 gs gacha kamayadi. O'zak ichida temperatura 4000 K, ya'ni atrof fotosferanikidan 2000 K ga past, shuning uchun dog' yorug' fotosferaga nisbatan qora bo'lib ko'rinadi. Soya ichida oydinroq (1.27-rasm) qismlari ham bor. Bu qismlarda o'zak nuqtalari kuzatiladi va ularda magnit maydon quchlanganligi 2500 gs va kuch chiziqlari sirtga aniq vertikal holda yo'nalgan. O'zak nuqtalari fotosfera granularidan besh marta kichik va yarim soatdan ko'p yashaydi. Bu natijalar fizika-matematika fanlar doktori I. Sattorov tomonidan O'z FA Astronomiya instituti Quyosh teleskopida bajarilgan kuzatishlarga asoslanib birinchi bor topilgan va Xalqaro Astronomiya Uyushmaning 1982-yilgi muhim natijalari sifatida qayd qilingan. Bunday nuqtalar fotosfera magnit to'ri rasmlarida ham ko'rinadi va kuchli magnit maydonda fotosfera granulatitsining yangi holati sifatida qayd qilingan.

Yarim soya ham nafis mayda tuzilishga ega. U o'zakdan boshlanib dog'ning tashqi chegarasigacha cho'zilgan qora va oq tolalardan tarkib topgan (1.27-rasm). Pedagogika fanlari doktori M. Mamadazimov Rossiya FA ning Bosh Astronomik Observatoriyasi Quyosh teleskopida yarim soya tolalarining yuqori ajralishga ega spektrini birinchi bor olgan va unga asoslanib yarim soyada modda oqimini o'rgangan hamda bu oqim (Evershed oqimi - bu oqimni dastlab 1908-yilda kuzatgan ingliz olimi sharafiga shunday nomlangan) qora tolalar bo'ylab ro'y berishini topgan. Oq tolalar bo'ylab modda oqimi o'zakka tomon yo'nalgan. Yarim soya tolalari magnit maydon kuch chiziqlari bo'ylab yo'nalgan.

Quyosh dog'lari qarama-qarshi qutbli ikkita yoki bir necha dog'lardan iborat (bipolyar) guruh tarzda kuzatiladi. Guruh dog'lari sharq-g'arb yo'nalishda qator hosil qiladi. Bu qatorning uzunligi 50 mingdan 100 ming km gacha etadi (1.28-rasm). Chetki qarama-qarshi qutbli guruh bosh dog'larini tutashtiruvchi chiziq, guruhning magnit o'qi, sutkai parallel bilan kichik (10 gradus) burchak hosil qiladi, ya'ni yetakchi dog'ning geliografik kengligi dumgi dog'nikidan 10 gradusga past yoki guruh (magnit) o'qi ekvator tomon og'gan. Dog' guruhida yetakchi va dumgi dog'lar orasida



1.27-rasm. Quyosh dog'i va uning atrofidagi fotosferada granulyatsiya, soya, yarimsoya, poralar ko'rinishi. O'zak ichi bir jinsli bir xil qoralikda emas, uning nisbatan yorug' qismlari dog' nuqtalardan tarkib topgan. Soyaning tim qora qismlarida ham dog' nuqtalari ko'rinadi.



1.28-rasm. Murakkab dog' guruhlari.

nisbatan kichik dog'lar ham uchraydi. Ularning magnit qutblari shimoliy yoki janubiy bo'ladi. Hammasi bo'lib dog'lar guruhida bir nechtadan 50 tagacha alohida dog'lar bo'lishi mumkin. Ular guruh a'zolari hisoblanadi va ularning geiografik kengliklari bir necha gradusgacha, uzunliklari esa o'n gradusgacha farq qilishi mumkin.

Bipolyar guruh dog'lar guruhlarining yagona turi emas. Ayrim hollarda bipolyar a.s. bitta dog'ga ega bo'ladi. Bunday dog' unipolyar dog' deb ataladi. Bu dog' magnit maydonning ikkinchi jufti sochilganda bo'ladi va ular ustida mash'al kuzatiladi. Dog'lar guruhining yana biri katta yuza va zichlikka ega bo'lgan multipolyar (ko'p qutbli) guruhdir. Eng katta bunday dog' umumiy yarim soyaga ega va ko'plab qarama-qarshi qutbli o'zaklarni o'z ichiga oladi (1.26-rasm) va yuzasi Quyosh gardishi yuzining mingdan 2—3 ga teng bo'ladi. Ularda kuchli, ko'plab Quyosh chaqnashlari va modda otilib chiqishlari ro'y beradi. Buning sababi ko'p qutbli murakkab dog'lar ustidagi a.s. magnit maydoni va kuchlanganligi nolga teng sirt (nol sirt yoki nol chiziq va nuqta) tuzilishi murakkab. Dog' guruhi ichida yangi dog' hosil bo'lishidan oldin bor magnit maydonni g'alayonlantiradi, tok qatlam hosil qiladi va unda katta tok oqa boshlaydi. Natijada Quyosh chaqnashi ro'y beradi va toj moddasi katta tezlikda otilib chiqadi.

Dog'lar guruhining yana bir turi uzunligi 200—300 ming km bo'lgan bir xil kattalikdagi (katta dog'lar, ko'ndalang kesimi 50 ming km) va yonma-yon joylashgan dog'lar qatoridir (1.28-rasm). Bunday dog' guruhlarini Quyoshni baland joylashgan tutun orqali kuzatilganda teleskop-siz ko'rish mumkin. Bu to'g'rida qadimgi Xitoy yozma yodgorliklarida bundan 2000 ming yil oldin yozib qoldirilgan. Quyosh dog'lari teleskop kashf etilgandan keyin (1610—1611-yil) muntazam kuzatila boshlangan. Baland (10 m) tomdagi kichkina (2 sm) teshikdan qorong'i uy poliga tushayotgan aylana shakldagi yorug' gardish (u Quyosh tasviri) yuzida katta dog'larni ko'rish mumkin.

Birinchi kuzatuvchilar dog'lar Quyosh gardishi bo'ylab siljib borishini payqaganlar va buni Quyoshning o'z o'qi atrofida aylanishi bilan bog'laganlar. Dog'lar soni yil sayin ko'payib-kamayib turishini aniqlaganlar. 1843 yilda nemis dorishunosi va astronomiya ishqivozi Genrix Shvabe 40 yildan ortiq vaqt davomida kuzatishlarga asoslanib dog'lar soni 11 yillik davr bilan o'zgarishini topdi. 1848-yilda shveysariyalik (Syurix) astronom Rudolf Volf dog'lar sanog'ining nisbiy sonini R kiritdi. Unga ko'ra Volf soni quyidagicha hisoblanadi:

$$R = k (10 g + f). \quad (1.13)$$

Bu yerda: k — kuzatish usuli va teleskopga bogʻlik doimiy (u , odatda birga yaqin va har bir rasadxona uchun maʼlum qiymatga ega); g — Quyosh yuzida maʼlum vaqtda dogʻ guruhlari soni; f — barcha guruhlardagi dogʻlar soni. Volf soni maʼlum bir vaqt momentida Quyosh gardishida kuzatilayotgan dogʻlarning nisbiy sonini belgilaydi. Bir kun davomida volf soni bir xil, keyingi kun u boshqa qiymatda boʻlishi mumkin. Dogʻlar guruhi parchalanib koʻzdan gʻoyib boʻlgandan keyin a.s. da faqat mashʼallar qoladi va ular kengayib, xiralasha boradi. Ular katta oʻlchamli unipolyar (1.24-rasmda 2) magnit maydonlar ustida joylashadi.

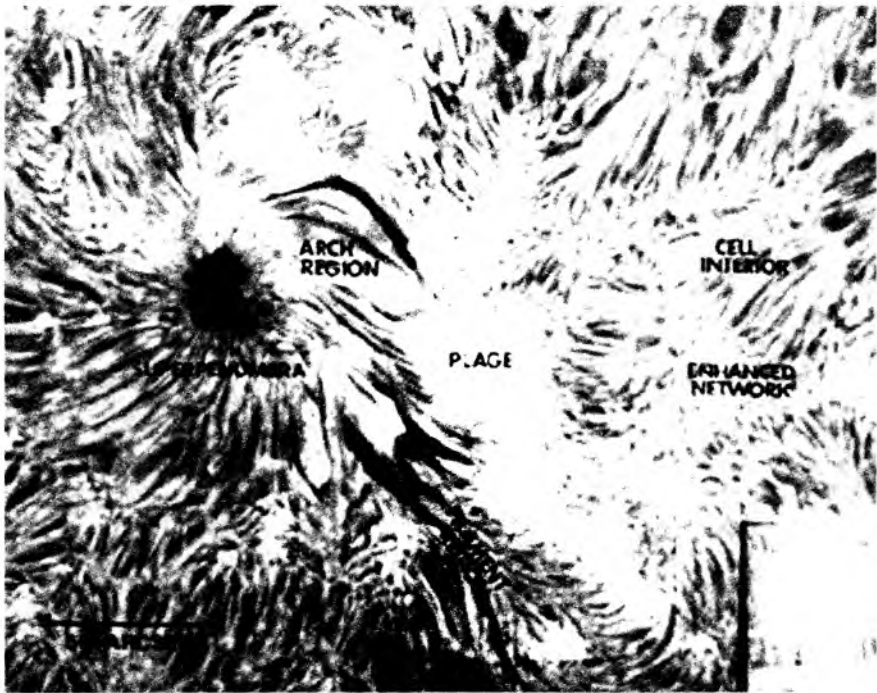
2) Xromosferada aktivlik tuzilmalari va tez oʻzgaruvchan jarayonlar

Xromosferani vodorodning H_{α} chizigʻi nurida koʻrish va rasmga olish mumkin. Bu chiziq xromosfera sharoitida (11 ming gradus) maksimal jadallikka erishadi va uning nurida fotosfera notiniq boʻladi. 1.29-rasmda xromosferaning Quyosh dogʻi atrof qismi (180 mingga 140 ming km) keltirilgan. Unda dogʻ oʻzagi (qora) dan boshlanib radial yoʻnalgan koʻplab oq va qora tolalarni koʻrish mumkin. Bu tolalar dogʻ magnit maydoni kuch chiziqclariga yopishgan moddani tasvirlaydi va ularning bir uchi dogʻda boʻlsa, ikkinchi uchi dogʻdan ancha uzoqdagi dogʻ qutbiga teskari magnit qutbda boʻladi. Ayrim yoʻgʻon tolalarning ikkinchi uchi yorugʻ maydonchalarga (dogʻdan oʻngda va pastroqda, plage) tushgan. Bu maydonchalar flokkula deb ataladi va kuchli (2000 gs) teskari magnit qutb ustida joylashgan. Ayrim ingichka parallel tolalar supergranulyatsion uya ustida joylashgan boʻlib (dogʻdan oʻngda, rasm chetiga yaqin) ularning uchlari uya chetidagi qarama-qarshi magnit qutblarga tushadi.

Dogʻlari gʻoyib boʻlgan, kengayotgan aktiv sohaning (1.24-rasmda 5) qarama-qarshi qutblari chegarasi boʻylab yoʻgʻon qora tolalar kuzatiladi. Quyosh yuzida H_{α} chiziq nurida kuzatiladigan koʻplab soʻngan a.s. ichidagi bunday keng qora tolalar bir-bir bilan tutashib ketadi va katta oʻlchamli magnit maydon qutblarini ajratib turadi (vertikal maydon nol chizigʻi). Ular bunday magnit maydonlar bilan birgalikda Quyoshning qutblari tomon siljib boradi.

Qora tola Quyosh gardishidan tashqarida, osmon sahnida yorugʻ protuberanes (doʻnglik) sifatida koʻrinadi. Ayrim hollarda tolaning bir qismi gardish yuzida koʻrinsa, bir qismi uning tashqarisida protuberanes sifatida koʻrinadi. Vaqti-vaqti bilan ayrim protuberanes (qora tola) lar toʻsatdan koʻtarila boshlaydi va tashqi tomon fazoga kengayib uchib ketadi (koʻzdan gʻoyib boʻladi).

Asosan ichida murakkab Quyosh dogʻlari boʻlgan a.s. da uchib ketayotgan qora tolaning ikkala tomonida unga parallel joylashgan ikkita lentasimon chaqmoq chaqnaydi. Bu esa yorugʻlikni tezda bir necha martaga koʻpaytiradi. Bu Quyosh chaqnashi deb ataladi va u bir necha minutda maksimal yorugʻlikka erishib, 1—2 soat davomida soʻnadi. Chaqnashlar dastlab rentgenda, keyinchalik vodorod chizigʻi nurida va nihoyat, radiodiapazonda kuzatiladi. Ular noisliqlik tabiatga ega fizik jarayonlar natijasida nihoyatda yupqa qatlamda (tok qatlam) boshlanadi va ular natijasida 100 sekundan 1000 sekundgacha



1.29-rasm. Vodorod chizig'i H_{α} nurida yuqori ajratilganlik bilan olingan xromosfera qora tolacha (fibrilla) lardan tarkib topgan. Tolachalar magnit maydon kuch chiziq-lari bo'ylab yo'nalgan (plage — flokkula, active region — aktiv soha, superpenumbra — xromosferada dog' atrofi supersoya, filament region — qora tola, cell interior — to'r ichi).

vaqt ichida ajralib chiqqan ulkan energiya (10^{24} joul) atrofni qaynatib, unga tarqaladi. Chaqnash ikki fazaga bo'linadi: impuls tarzdagi bosh va pasayuvchi fazalar.

Quyosh chaqnashlari ular egallagan yuzaga ko'ra to'rtta sinfga bo'linadi (1.3-jadvalga qarang). Quyosh chaqnashi uning barcha atmosfera qatlamlarida ketma-ket ro'y beradigan yorug' chaqnash sifatida spektrning har xil qismlarida kuzatiladi. Birichi bo'lib chaqnash qattiq rentgenda (1—8 Å) ro'y beradi.

1.3-jadval

Bali	Yuzasi, kvadrat graduslarda	Yuzasi, kvadrat kilometrlarda	Yorug'ligi
subchaqnash	< 2	< 300	xira, norm, yorug'
1	2.1 dan 5.1 gacha	300 dan 750 gacha	xira, norm, yorug'
2	5.2 dan 12.4 gacha	750 dan 1850 gacha	xira, norm, yorug'
3	12.5 dan 24.7 gacha	1850 dan 3650 gacha	xira, norm, yorug'
	> 24.7	> 3650	xira, norm, yorug'

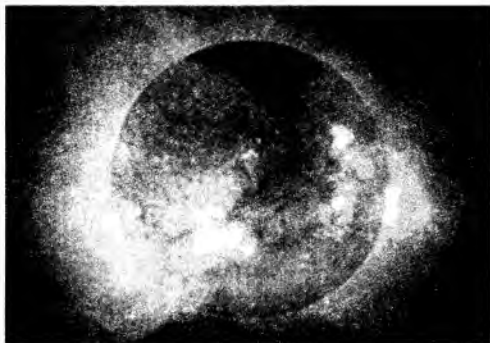
Qattiq va yumshoq rentgenda chaqnashdan kelayotgan quvvat Yerning sun'iy yo'ldoshiga (GOES tipidagi) o'rnatilgan rentgen detektorlar yordamida muntazam o'lchab boriladi (buni yuqorida keltirilgan veb sahifada topish mumkin). Rentgen chaqnashlar natijasida Yer atrofida qayd qilingan quvvat 10^{-8} dan 10^{-4} Vt/m² oraliqda bo'ladi. Oq nurda bu quvvat 1366 Vt/m² ga teng.

Quyosh chaqnashi paytida undan yuqori energiyali (100 eV) elektronlar va protonlar oqimi otilib chiqadi. Bunday oqimlar, shu jumladan, Quyosh shamoli (Quyoshdan barcha tomonga tarqalayotgan, zaryadlar oqimi) ham Yer yo'ldoshiga o'rnatilgan sanoqchilar yordamida qayd qilib turiladi.

3) Tojda aktivlik tuzilmalari va tojning radionurlanishi

Quyosh atmosferasining toj qatlami gardish yuzida va undan tashqarida rentgen (MgXI $\lambda 9.2 \text{ \AA}$) va chegaraviy UB spektral chiziqlari (Fe XVI $\lambda 284 \text{ \AA}$, Fe XII $\lambda 195 \text{ \AA}$) nurida yaqqol kuzatiladi. 1.30-rasmda Quyoshning rentgen tasviri keltirilgan.

Bu rasmda toj, avvalo ko'plab yorug' sirtmoqsimon tuzilmalardan tashkil topganligini ko'rish mumkin. Sirtmoqlarning ikkala uchi ham ichki qatlamlarga kirib ketgan va ular qarama-qarshi magnit qutblarga kirishini tasavvur etish qiyin emas. Chunki bu yorug' tuzilmalar a.s. lar ustida joylashgan. Bunday magnit maydonlar yopiq magnit strukturani hosil qiladi. Magnit maydoni yo'q yoki kuchsiz sohalarda toj intensivligi past bo'ladi. Bu sohalarda kuchsiz maydonlar ochiq magnit strukturaga ega. Bu maydon kuch chiziqlarining bir uchi shu qora sohalarda bo'lsa, ikkinchi uchi juda uzoqda, boshqa yarimsharda bo'lishi mumkin. Bunday kuch chiziqlar Quyoshdan uzoq-uzoqlargacha cho'zilgan va ular sayyoralararo magnit maydon kuch chiziqlari sifatida qaraladi. Kuch chiziqlari bo'ylab, ular atrofida aylangan holda, Quyosh shamoli, elektronlar va protonlar oqimi tarqaladi.



1.30-rasm. Quyoshning rentgen tasvirida a.s. yorug', qora joy toj teshigi.

Quyosh kuchli radionurlanish (10^6 — 10^{10} gs chastotalarda) manbayi hamdir. Bu radionurlanish tutash (uzluksiz) radioto'lqinlar ketma-ketligidan iborat. Quyoshning radiospektri uning IK spektrni uzun to'lqinli chegarasidan ($\lambda \approx 1 \text{ mm}$) boshlanadi va keng ($\lambda \approx 10 \text{ m}$) elektromagnit to'lqinlar diapazonini egallaydi. Radio kvantlar energiyasi 10^{-5} eV dan kam bo'lsada, Quyoshdan kelayotgan radionurlanish oqimi yetarli darajada kuchli radioshowqin va radiocharsillash chiqaradi. Biroq spektrda radio chiziqlar qayd qilinmagan.

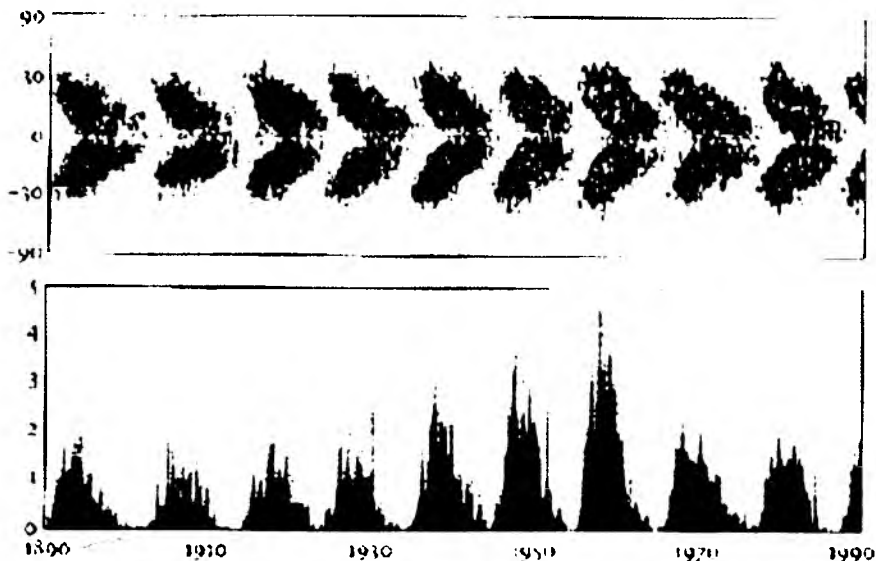
Quyoshning radionurlanishi 4 turga bo'linadi: I tur — radio shovqin deb ataladi va umumiy Quyosh aktivligi metrli diapazonda hosil qiladi, soatlar va kunlar davomida ro'y berib turadi, a.s. bilan bog'liq, chaqnashlar bilan bog'liq emas; II tur — metrli to'lqinlarda razryad ko'rinishiga ega, $10^5 - 10^8$ gs chastotalarda kuzatiladi, chastotasi sekundiga bir Mgs dan pasayib borishi, manbadan sekundiga ming km tezlik bilan uzoqlashayotgan harakat bilan bog'liq degan xulosaga olib keladi; III tur — Quyosh chaqnashlari bilan bog'liq metrli to'lqinlarda razryad, $10^5 - 10^9$ gs chastotalarda kuzatiladi, chastotasi sekundiga 100 Mgs dan yuqori chastotalardan pastlari tomon siljib boradi, manbadan sekundiga 150 ming km tezlik bilan tarqalayotgan energiyasi 10—100 keV elektronlar nur dastasi bilan bog'langan; IV tur — Quyosh chaqnashining impuls fazasidan keyin soatlab davom etadi, keng chastotalar oralig'ida tutash spektr singari sochiladi, nurlanishi aylana bo'ylab qutblangan, uni hosil qilayotgan manba elektron bulut bo'lib, sekundiga bir necha yuz km dan ming km gacha tezlik bilan harakatda sinxrotron xususiyatga ega. Bulardan tashqari sm to'lqinlarda sochiladigan tutash impuls nurlanish razryad ham kuzatiladi. Bu mikroto'lqin razryad yuqori tezlikka, yuz va ming keV energiyaga ega elektronlarning girosinxrotron nurlanishidir. Ular manbayi toj sirtmog'i tepa qismida joylashgan. Radionurlanishning yana bir turi, millisekunddagi chaqmoqchalardir, bu radio chaqnashlar minglab mayda chaqmoqchalardan tashkil topadi, ular sekundning mingdan biri ichida kuzatiladi.

1.10. Quyosh aktivligi qonuniyatlari

1) Dog'lar sikllari. Bir yillik o'rtacha Volf sonining yillar bo'ylab ko'payishi va kamayishi o'rtacha 11 yil davr bilan takrorlanadi. Dog'lar kam (volf somi $R \leq 10$) yil aktivlikka minimum yili, eng ko'p ($R \geq 2000$) yil aktivlik esa maksimum yili deb ataladi. Aktivlik minimumdan maksimumga 4 yilda ko'tariladi va maksimumdan keyingi minimumgacha 7 yilda tushadi. Ayrim aktivlik maksimumi ikki urkachli bo'ladi. Dog'lar sonining bir minimumdan keyingi minimumgacha o'zgarishi bir dog'lar siklini hosil qiladi. Dog'lar sikllari har xil maksimumga ega bo'lishi mumkin. Maksimumlar yillar sari asta-sekin ko'tarilib va pasayib turadi. Maksimumlarning o'rtacha qiymati 80—100 yillik davr bilan o'zgarishi topilgan (1.31-rasm)

2) Xeyl qonuni va 22 yillik sikl

Bir sikl davomida shimoliy va janubiy yarimsharlardagi bipolyar dog'lar qutblarining joylashishi qarama-qarshi, agar shimoliy yarimsharda sardor dog' N qutbga ega bo'lsa, janubiy yarimsharda shunday dog' S qutbga ega bo'ladi. Ikkinchi siklda qutblarning joylashishi endi teskarisiga almashinadi, shimoliy yarimsharda sardor dog' S qutbga ega bo'ladi va janubiy yarimsharda shunday dog' N qutbga ega bo'ladi. Uchinchi siklda qutblarning joylashishi birinchidagidek bo'ladi, demak, qutblarning bir xil joylashishi 22 yillik davr bilan takrorlanadi. Bu 22 yillik yoki Xeyl (dog'lar magnit maydonini kashf etgan amerikalik astronom olim) sikli deb ataladi.



1.31-rasm. Maunder kapalaklari (yuqorida) va volf sonining o'zgarishi (pastda).

3) Quyosh yuzida dog' hosil bo'ladigan sohalar va Shperer qonuni.

Dog'lar Quyosh ekvatori [Quyoshning aylanish o'qiga tik va uning markazidan o'tuvchi tekislikni Quyosh sirti bilan kesishish chizig'i (katta aylana)] atrofida, shimoliy va janubiy aktivlik belbog'larda (5 gradusdan to 40 gradusgacha) kuzatiladi. Quyosh aktivligi sikli boshida dastlabki dog'lar yuqori ($\pm 40^\circ$) kengliklarda ko'rinadi. Aktivlik oshgan sari dog'lar pastroq kengliklarda ham ko'rinisha boshlaydi, dog' hosil qiladigan soha ekvator tomon kengaya boshlaydi, bu kengayish aktivlik maksimumigacha ($\varphi \approx \pm 16^\circ$) davom etadi va undan keyin sohaning yuqori kengliklar chegarasi pasaya boshlaydi. Siklning oxirgi dog'lari $\pm 5^\circ$ da ko'rinadi. Bu qonuniyatni Shperer kashf etgan va uning nomi bilan ataladi. Shimoliy va janubiy yarimsharlardagi dog'lar geliografik kengliklari o'rnini vaqt bo'yicha o'zgarishi diagrammasi kapalak ko'rinishga ega bu diagrammani birinchi bor Maunder tuzgan (1.31-rasm) va u Maunder kapalaklari deb ataladi.

4) Aktiv geliografik uzunlamalar intervali. Quyosh yuzida aktivlik tuzilmalarning, shu jumladan dog'larning taqsimlanishini o'rganish maqsadida inglizlik astronom Kerrington 1856-yilda Quyosh bilan birgalikda aylanuvchi koordinatalar tizimini kiritdi. Astronomik kalendarda, Quyoshning fizik parametrlari bo'limida, Quyosh aylanish o'qining rasm tekisligiga og'maligi (B_0) va shimol-janub yo'nalishi bilan hosil qilgan (P_0) burchagi hamda Quyosh markaziy meredianining boshlang'ich merediandan uzunligi (Kerrington uzunlamasi, L_0) beriladi. Bu koordinatalar tizimida Quyosh sirtining ma'lum bir qismida uzoq vaqt (bir yil)

davomida aktivlik o'rganiladi. Bunday tekshirishlar Quyosh yuzida aktivlik o'choqlari yoki aktivlik inlari va to'g'rirog'i yuqori aktivlik ko'rsatuvchi uzunlamalar intervallari (a.u.i.) borligi kashf etildi. Dastlab dog'larga nisbatan belgilangan bu uzoq yashovchi a.s. oxirgi 30 yillar davomida aktivlik komplekslari (a.k.) deb atala boshlandi. A.k. larining uzunlama bo'yicha kengligi 90° , aktiv sohalar kuzatiladigan kengliklarni o'z ichiga oldi, yashash vaqti ikki yil. 11 yillik sikl davomida har bir a.u.i. ikki martagacha uyg'onishi mumkin (I. Sattorov, 1986).

5) Aktivlik indeksi va uni yillar sari o'zgarishi. Berilgan vaqt momentida o'lchangan biror aktivlik ko'rsatgichi aktivlik indeksi deb ataladi. Quyosh dog'larining nisbiy soni, Quyosh chaqnashlari soni, Quyosh yuzida dog'lar yoki mash'allar yoxud flokkulalar egallab turgan yig'indi yuzi, flokkulalarning intensivligi, Quyoshdan kelayotgan to'la radio yoki rentgen nurlanishlar oqimi quvvati aktivlik indeksleri bo'lishi mumkin. Ular Quyoshning aktivlik darajasini ko'rsatadi va bir oylik yoki bir yillik o'rtacha qiymatining yillar sari o'zgarib borishi o'rtacha 11 yillik davrga ega (1.32-rasm) Dog'larning nisbiy soni (Volf soni) ning o'zgarishi bilan bir xil fazada o'zgaradi. Quyosh aktivligining maksimumlari yoxud minimumlari orasidagi 11 yilga yaqin davr Quyosh aktivligi sikli deb ataladi. Quyosh yuzidagi magnit maydonlar yig'indi yuzasi ham 11 yillik davr bilan o'zgaradi.

1.11. Quyosh magnit o'zgaruvchan yulduz, aktivligi mexanizmi

Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, Quyosh aktivligi, uning magnit aktivligi nishonasidir. Magnit aktivlik Quyosh yuzidagi magnit maydonlarning kuchlanganligi yuzasi hamda magnit oqim miqdori bilan belgilanadi. Quyosh yuziga magnit maydonlar (magnit oqim) uning ichki qatlamlardan chiqadi. Demak, magnit aktivlikni va u bilan bog'liq aktivlik indekslarini Quyoshning fotosfera osti qatlamlaridan chiqayotgan magnit oqimi vujudga keltiradi va aktivlik mexanizmini shu qatlamlardan izlash kerak.

Aktivlik mexanizmi quyidagi qonuniyatlarni bildiradi:

1) Quyosh dog'lar sonini 11 yillik davr bilan ko'payib va kamayib turishi;

2) Quyosh dog'larini faqat ikkita (shimoliy va janubiy) kenglama belbog'larida paydo bo'lishi;

3) bu belbog'larni sikl bo'ylab kengayishi va ekvator tomon siljishi;

4) dog'lar guruhi (magnit) o'qining ekvatorga 10 gradusga og'ganligi;

5) qutblarni joylashish qonuniyatlari (Xeyl qonuni);

6) Quyosh dog'lari maqsimumi yaqinida qutbiy (umumquyoshiy) magnit maydonlar ishorasining almashinuvi.

Bu hodisalarni bizga ko'rinmaydigan konvektiv zona qatlamlarida ishlaydigan, plazma bilan magnit maydonning o'zaro ta'siriga asoslangan, dinamo mashina hosil qiladi deb hisoblanadi. Biroq bu plazma bilan magnit maydon o'zaro ta'sirining detallari oxirigacha aniqlanmagan. Avvalo, fotosfera

osti magnit maydon haqiqatdan ham saqlanib (tiklanib) turishini isbot qilish kerak, keyin undan yuqoridagi hodisalarni chiqarish kerak. Chunki, agar Quyoshning umumiy magnit maydoni (qutbiy dipol maydon) tug'ma qoldiq maydon bo'lganda edi, fotosfera ostidagi turbulent oqimlar (diffuziya koeffitsiyenti $10^9 \text{ m}^2/\text{s}$) uni 10 yil ichida butunlay yo'q qilib yuborgan bo'lar edi. Agar tug'ma qoldiq maydon Quyosh o'zagida bo'lganda u siklik hodisalarni bera olmagan bo'lar edi (o'zakdan yuzaga chiqish uchun 10 yil ketadi). Demak, Quyosh magnit maydonining saqlanib qolishini tushuntirish uchun biror dinamo mashina mexanizmini qo'llashimizga to'g'ri keladi.

Dinamo nazariyalarida magnit maydonni toklar tiklab turadi. Bu toklar magnit maydon kuch chiziqlarini plazma kesib o'tayotganda hosil bo'ladi. Magnit maydon B kuch chiziqlariga tik V harakat induksion elektr maydonni ($B \times V$) hosil qiladi, u o'z navbatida Om qonuniga asosan elektr tokni $J = \sigma(\bar{E} + B \times V)$ hosil qiladi. Bu yangi hosil bo'lgan tok J Amper qonuniga $J = \text{rot}(B/\mu)$ ko'ra magnit maydon hosil qiladi. Magnit maydon Faradey qonuniga $\text{rot } E = -dB/dt$ asosan elektr maydon va plazmani harakatiga qarshi Lorens kuchi $J \times B$ hosil qiladi. Shunday qilib, sabab va oqibat bog'lanishlar sikli bekaladi. Bu chiziqli bo'lmagan dinamo masalalarini hal qilish uchun to'la magnitohidrodinamik tenglamalar sistemasini yechish va quyidagini kuzatish kerak:

1) almashinib turuvchi magnit maydonni tiklab turuvchi harakat mavjudligi;

2) bu harakatni o'zi bor kuchlar tomonidan ta'minlanib turishi.

Gelioseymologik tekshirishlar haqiqatdan ham konvektiv zonada ulkan aylanma plazma oqimlari borligini ko'rsatdi (1.24-rasm). Bu oqimlar (α — mexanizm) va Quyoshning differensial aylanishi (ω — mexanizm) birgalikda umumiy poloidal (fotosfera osti qatlamlar orqali o'tib Quyosh qutblaridan chiqadi) magnit maydondan Quyoshning o'z o'qi atrofida bir necha marta aylanishi jarayonida toroidal magnit maydon va undan zich eshilgan magnit arqon hosil qiladi. Bu magnit arqon (naycha) ichida bosim gaz va magnit bosimlar yig'indisidan tashkil topadi va u tashqi bosimga teng bo'ladi. Bunday magnit arqon ichida zichlik undan tashqaridagi zichlikdan kam, u yengil bo'lgani uchun Quyosh yuziga qalqib chiqadi va fotosfera bilan kesishgan qismi bir juft qarama-qarshi qutbli Quyosh dog'lari sifatida ko'rinadi.

1.12. Quyosh aktivligining Yerga ta'siri

Yer atmosferasidan tashqarida, Quyoshdan bir astronomik birlik uzoqlikda, uning nurlariga tik o'rnatilgan bir m^2 yuzani Quyosh 1366 vatt quvvat bilan yoritib va isitib turadi. Bu to'la quvvat yillar sari Quyosh aktivligiga hamohang biroz (o'rtacha 1.5 vattga ya'ni 0.1 % ga) ko'payib va kamayib turadi (1.32-rasm). Aktivlik kuchayishi bilan, ayniqsa, chaqnashlar paytida, Quyoshning rentgen va uzoq ultrabinafsha nurlanishi quvvati bir necha o'n marta kuchayadi (1.7-rasmga, q). Quyosh nurlanishining bu

qisqa ($\lambda < 290$ nm) to'liqlik qismi Yer atmosferasining asosan yuqori (12 km dan baland) qatlamlarida azot va kislorod molekullari tomonidan yutiladi va Yer yuziga yetib kelmaydi.

1) Yerning issiqlik sharoitiga Quyoshning yorug'lik nurlarining ta'siri.

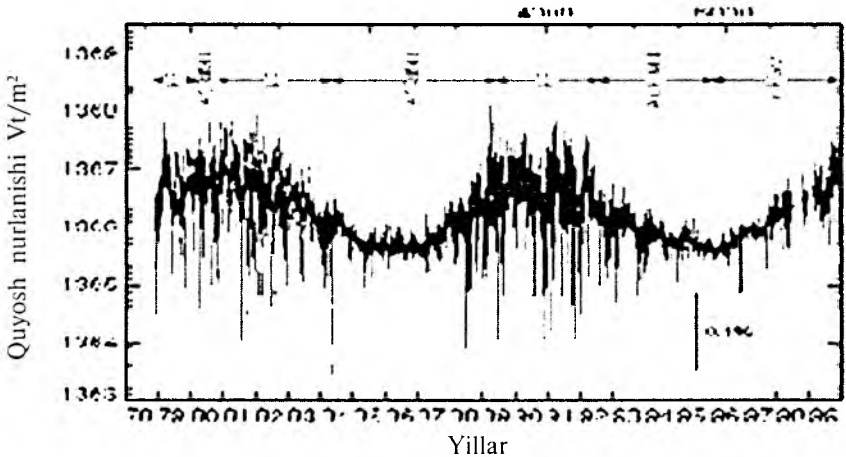
Quyosh energiyasi bizga nuriy energiya sifatida yetib keladi va u Yer yuziga tushgach yutiladi va issiqlik energiyasiga aylanadi. Yer yuzidagi joyning isitilish darajasi shu joyning yorug'likni yutish qobiliyatiga bog'liq: oq sirtlar (qor) kam, qora sirt (suv) ko'p yutadi. Oq bulut unga tushayotgan oq nurni, asosan, qaytaradi va sochadi. Sochilgan oq nur kuchsiz va Yer sirtini isita olmaydi.

Yer yuzidagi har xil joylar (cho'llar, ekinzorlar, o'rmonlar, kulrang va qora tuproq, toshli tog'lar, suv havzalari) turlicha isiydi. Qizigan Yer yuzi unga tegib turgan atmosfera qatlamini isitadi va unda konvektiv oqimlar hosil qiladi va atmosferada shamollar boshlanadi. Shuning uchun atmosferada temperatura Yer yuzi yaqinida eng yuqori bo'ladi va balandlik bo'yicha pasayib borib, 12 km balandlikda 220 K (-53 C) gacha tushadi.

Suvning yorug'lik yutishi kuchli, shuning uchun dengiz va okeanlar ustida katta havo uyurmaları hosil bo'ladi va ular nisbatan past bosimdagi quruqliklar tomon harakatlanadi, dengiz bilan quruqliklar orasida global atmosfera aylanishi ro'y beradi. Shunday qilib, sirtning isishi unga tushayotgan nurlanish quvvatiga va uning yutish koeffitsiyentiga bog'liq. Sirtga tushayotgan quvvat u bilan Quyosh orasidagi atmosferaning tiniqligiga bog'liq. Osmonni chang yoki tutun qoplaganda tushayotgan quvvat kamayadi.

Qadimda Yer sharida global sovib ketishlar ro'y bergan, buning sababi vulqonlar otilib atmosferani chang qoplaganidir. Yerda bir necha marta

Kunlar (Davr boshi yanvar, 1980)



1.32-rasm. Quyoshning to'la energiyasi quvvatini yillar sari o'zgarishi. Absissa o'qi bo'ylab yillar, ordinata o'qi bo'ylab Yer yo'ldoshiga o'rnatilgan radiometrlar (ACRIM, VIRGO) yordamida o'lchangan Quyoshning to'la nurlanishi quvvati vatt/m² larda keltirilgan.

muzlanish davrlari ro'y berganini Quyosh energiyasining quvvati o'zgarishi bilan bog'lashadi. Oxirgi 27 yil ichida Yer yo'ldoshlariga o'rnatilgan radiometrlar yordamida bajarilgan o'lchashlar Quyosh energiyasi uning aktivligi o'zgarishi bilan birga ko'payib kamayib turishini ko'rsatdi (1.32-rasm). Quyosh dog'larini kuzatish 400 yil oldin boshlangan va 1610—2006 uchun aktivlik ma'lum. Melodning 1000 yilidan 1600 yilgacha Quyosh aktivligi to'g'risida ma'lumotlarni arxeologik qazilmalar (daraxt qoldiqlarida yillik halqalar, muzliklarda yillik qatlamlar) radio-uglerod usuli bilan yoshini aniqlab bilishgan. Oxirgi 1000 yil uchun Quyosh aktivligining o'zgarish egri chizig'i topilgan. Bu egri chiziqda Quyosh aktivligi juda pasayib ketgan davrlar (Maunder, Shperer minimumlari) bo'lganini ko'rish mumkin. Bu vaqtda temperatura pasayib havoning sovishi ro'y bergan. Bu to'g'rida tarixiy dalillar bor.

Yerda oxirgi 30 yil davomida temperaturaning ko'tarilishini (global isishni) Yer yuzida olib borilayotgan texnogen jarayonlar natijasida ajralib chiqayotgan is gazi (CO^2) miqdorining yil sayin ko'payib borishi bilan bog'lashmoqda. Atmosferaga ko'tarilayotgan is gazi Yerda parnik effektini kuchaytirmoqda.

2) Yer atmosferasining yuqori qatlamlarga ultrabinafsha nurlarning ta'siri. Yer atmosferasining yuqori (12 km dan balandda) qatlamlarida Quyoshning qisqa to'liqli nurlanishining yutilishi natijasida temperatura ko'tarila boshlaydi. To'liqli uzunligi 200 nm ga yaqin bo'lgan ultrabinafsha (UB) nurlanishni 12—50 km balandliklar (stratosfera) da kislorod molekullari (O^2) yutadi va ikkita atom (O) ga ajraladi. Natijada stratosferada temperatura 220 K dan 270 K gacha ko'tariladi. Stratosfera ichida (30 km balandlikda) ozonosfera deb ataladigan qatlam hosil ($\text{O}_2 + \text{O} = \text{O}_3$) bo'ladi va u UB nurlarni kuchli yutadi. Bu nurlar Yer yuzga yetib kela olmaydi. Shunday qilib, bizni Quyoshning zararli UB nurlaridan atmosferadagi ozon qatlam himoyalab turadi. Ozon qatlamni Quyoshning UB nurlari hosil qiladi va tiklab turadi.

Quyoshning rentgen va uzoq UB nurlari Yer atmosferasining yuqori (60—400) km qatlamlardagi molekullarni (N_2 va O_2) atomlarga ajratadi va atomlarni (O) ionlantirishi natijasida ionosfera hosil bo'lgan va tiklanib turadi. Ionosferada temperatura 170 K dan 800 (1200) K gacha ko'tariladi, u ionlar va elektronlardan tashkil topgan. Elektron konsentratsiyasi Ne ning qiymati balandlik bo'yicha ko'payib boradi va uch marta keskin ortadi. Ne keskin o'zgaradigan bu qatlamlar ionosferaning D, E va F qatlamlari deb ataladi. D qatlamda $\text{Ne}=10^8$, $\text{E} - 10^{11}$, $\text{F} - 10^{12} \text{ m}^{-3}$.

Quyosh aktivligi maksimumida ionosferada temperatura minimumdagi-dan 400 K ga va elektron Ne esa minimumdagidan o'n martaga oshib ketadi. Bu qatlamlarda Ne hatto kechasidan kunduziga o'tganda bir necha marta oshadi. Chaqnashlar paytida Quyoshning rentgen va uzoq UB nurlanishi quvvati bir necha o'n marta kuchayishi ionosferada elektron konsentratsiyasini keskin o'nlab martaga kuchayishiga olib keladi.

Ionosfera radio to'liqlar aks qaytadigan qatlamdır. Qisqa (KV1 va KV2) va o'rta to'liqlarda radio aloqa ionosfera qatlamlaridan qaytadigan radio to'liqlarga asoslangan va qaysi qatlamdan qanday to'liq aks qaytishini elektron Ne konsentratsiyasi belgilaydi. Quyosh chaqnashlari natijasida hosil bo'lgan rentgen va UB nurlar ta'sirida qatlamlarda Ne ning keskin o'zgarishi radio to'liq uzatilish sharoitini o'zgartirib yuboradi va natijada bir necha soatga qisqa to'liqlarda uzoq masofalarga radio uzatish uzilib qoladi.

3) **Yerning magnitosfera va termosferasi qatlamlariga zarralar oqimining ta'siri.** Quyosh atrof kosmik fazoga nurlanish bilan birgalikda zarralar (elektron va protonlar) oqimini ham sochib turadi. Bu muntazam oqim Quyosh shamoli (q.sh.) deb ataladi va Yer orbitasida uning o'rtacha tezligi 400 km/s, zarra konsentratsiyasi $3 \cdot 10^6 \text{ m}^{-3}$. Quyosh yuzidan katta aktiv sohalar o'tayotganda yoki chaqnashlar ro'y bergandan bir sutka keyin q.sh. birnecha soat davomida bir necha marta kuchayib ketadi va uning tarkibida odatdagidan o'nlab, hatto yuzlab marta yuqori energiyali protonlar va elektronlar bo'ladi. Bu zarralar aktiv soha magnit maydonida tezlatilgan va otilib chiqqan bo'ladi. Zarralar oqimi barcha tomonga egri trayektoriya bo'ylab sochiladi va ular Yer atrofi kosmik fazodan ham o'tishlari mumkin.

Yer dipol magnit maydonga ega, uning kuchlanganligi ekvatorida 0.31 gs, magnit o'qi Yerning aylanish o'qi bilan 12^0 burchak tashkil etadi, shimoliy qutbi janubiy geografik qutb yaqinda joylashgan, kuch chiziqlari esa shimoliy magnit qutbdan chiqib kosmik fazo orqali o'tadi va janubiy magnit qutbga kiradi. Ular 20 Yer radiusi uzoqligi masofalargacha cho'zilgan va Yer atrofidagi bu kosmik fazo magnitosfera deb ataladi (1.33-rasm).

Quyosh shamoli ta'sirida uning Quyoshga qaragan tomoni biroz siqilgan va unga qarshi tomoni aksincha kuchli cho'zilgan (u magnit dum deb ataladi) bo'lib, uning ichida tok qatlam mavjud (1.33-rasm). Magnitosfera ichida Yer yuzidan 2400—5600 km balandlikda ichki va 12—20 ming km da — tashqi radiatsion belbog'lar joylashgan.

a) **geomagnit bo'ronlar va qutb yog'dular.** Quyoshdan otilib chiqayotgan plazma buluti (u toj massasining otilishi deb ataladi) Yer magnitosferasiga yaqinlashganda (60 ming km balandlikda) uning bosim qarshiligiga uchraydi va to'siqni aylanib o'tadigan suv singari uni aylanib o'tadi. Otilma plazma



1.33-rasm. Quyosh aktivligi hodisalarining (chapda) Yerga ta'siri (o'ngda). Yer magnitosferasi kuch chiziqlari aylana va yo'ylar tarzida tasvirlangan. Yer magnitosferasining Quyoshga qaragan tomoni quyosh shamoli ta'sirida biroz siqilgan, qarshi tomon esa, aksincha, uzoq cho'zilgan (uning ichida tok qatlam bor).

bulut magnit maydonga ega va bu maydon Yerning magnit maydoniga ta'sir ko'rsatadi, magnit strelkasi beqarorlik ko'rsata boshlaydi. Bu magnit bo'rondir va ular magnitometrik stansiyalarda qayd qilinadi. Bunday bo'ron payti magnit maydon kuchlanganligini fluktuasiyalari o'rta kengliklarda kuchlanganlikning 1.6 % ni tashkil etadi. Plazma bulut moddasi magnitosferani aylanib o'tadi va magnit dum ichdagi tok qatlam orqali magnitosfera ichiga kirib keladi va Yerni magnit qutblari tomon harakat qiladi. Magnit qutblar atrofida bu zarralar oqimi Yer atmosferasining pastki zich qatlamlarga kirib keladi va bu qatlamlarda qutb yog'dulari kuzatiladi.

b) **qutb yog'dular hosil qiladigan zarralar oqimining yuqori kuchlanishli elektr uzatish tizimlariga va elektron asboblarga ta'siri.** Kuchli qutb yog'dulari beradigan oqimlar kishilar yashaydigan 50—60 gradus geografik kengliklarda ham kuzatiladi. Bu oqimlar hosil qilgan kuchli magnit maydonning elektr uzatish tizimlariga va elektron qurilmalarga ta'siri qayd qilingan. Masalan, 1989-yil martida Quvibek (Kanada) shahri 9 saot davomida elektrsiz qolgan.

d) **Quyoshdan otilib chiqqan plazma bulutlarning Yer yo'ldoshlariga ta'sir xavfi.** Biz internetga to'la bog'liq jamiyatmiz. Internet Yer aloqa yo'ldoshlari bilan bog'liq va bu kosmik radiatsion sharoitni muntazam kuzatib va tekshirib borishni taqozo etadi. Quyoshdan otilib chiqayotgan kuchli zaryadlangan zarralar yo'ldoshlar uchun katta xavf tug'dirishi mumkin. Chaqnash paytida hosil bo'lgan 10 MeV energiyali proton yo'ldoshni teshib o'tishi uning elektron priborlarini ishdan chiqarishi mumkin.

2-bob

QUYOSH SISTEMASI JISMLARINING TABIATI

2.1. Quyosh sistemasiga kiradigan jismlarni tekshirishning xususiyatlari

Quyoshning atrofida, uning tortish kuchi ta'sirida aylanadigan barcha jismlar Quyosh sistemasini hosil qiladi. Bular 8 ta katta sayyora, 2 ta ekzosayyora, 20000 dan ortiq mayda ($d > 1$ km) sayyora (asteroid), 1100 dan ortiq kometa, ko'plab meteoridlar ($d < 1000$ m), chang va gaz holatdagi moddadir.

Bu jismlar ko'p bo'lsada, ularning massasi kichik bo'lib, massalari

(m) ning yig'indisi Quyosh massasining qariyb mingdan $\left(\sum_{i=1}^{\infty} m_i = \frac{m_{\odot}}{743.2} \right)$

birini tashkil etadi. Biroq ularning harakat momenti miqdorlari yig'indisi Quyoshning aylanish momenti miqdoridan 200 marta katta. Buni tushuntirish muammo bo'lib qolmoqda.

Quyosh sistemasiga kiradigan jismlar o'zlaridan yorug'lik chiqarmaydi. Biz ularning Quyosh nurlari yoritib turgan qismlarini ko'ramiz va ularni tekshirish uchun maxsus usullar ishlab chiqilgan. Hozirgi paytda avtomatik stansiyalar yordamida sayyora yuziga avtomatik o'lchash apparatlari tushirilmoqda, sayyora atmosferasi va jism tuzilishi tarkibi, temperaturasi aniqlanmoqda. Biroq avtomatik apparatlar yordamida bunday aniq o'lchashlar hali keng hajmda bajarilmayapti. Buning sababi ular ko'p xarajat talab qiladi, har qanday davlat ham bunday tekshirishlarni yo'lga qo'ya olmaydi. Kosmik apparatlar yordamida bajarilgan noyob eksperimentlar an'anaviy astrofizik usullardan olingan natijalarni inkor etmadi, balki to'ldirmoqda va boyitmoqda.

An'anaviy astrofizik tekshirish usullari, sayyora yuzidan (atmosferasidan) qaytgan Quyoshning yorug'lik nurlarini o'lchashga (fotometriya), spektrga yoyib spektral tahlil qilishga (spektrometriya, spektrofotometriya) asoslangan.

a) Sayyoralarni fotometriyalash. Spektral tarkibi jihatidan Oy nuri aynan Quyosh nurining o'zginasidir. Biroq Oy sirtining yorug'likni qaytarish qobiliyatining pastligi tufayli Oy gardishi ravshanligi Quyosh gardishinikidan ancha (1000 marta) kam. Sayyora yoki uning yo'ldoshidan barcha tomonga tarqalayotgan yorug'lik oqimi (F) ni Quyoshdan unga tushayotgan oqimga (F_0) nisbati sayyora yoki yo'ldoshning sferik albedosi (A_s) deb

ataladi: $A_s = \frac{F}{F_0}$. Oyning sferik albedosi $A_s = 0.067$, Merkuriyniki 0.086 .

Veneraniki 0.72 , Yerniki $0,39$. Bu jismlar orasida Merkuriy va Oy sirti eng past, Venera eng yuqori yorug'lik qaytara olish qobiliyatiga ega. Sirtning yorug'likni qaytarish qobiliyati umuman olganda unga nurning tushish va undan sochilish burchaklariga bog'liq. Agar sayyora yuzidagi elementar (masalan, bir m^2) maydonchanning ravshanligi B stilbga va u bilan yonma-yon qo'yilgan ideal oq, ortotrop sirtniki B_0 stilbga teng bo'lsa, u holda sayyora

sirtining qaytarish qobiliyati $R = \frac{B}{B_0}$ nisbat bilan ifodalanishi mumkin.

Bunda, R — ravshanlik koeffitsenti; u yorug'likning sirtga tushish (i) va sirtning ko'zga ko'rinish (ϵ) burchaklariga bog'liq. Bu burchaklar sirtga o'tkazilgan normaliga nisbatan o'lchanadi. Sirtlarni solishtirish maqsadida bitta yo'nalish qabul qilingan. Bu yo'nalishda ($i = \epsilon$) ravshanlik qaytarish koeffitsenti uning oydinligi deb ataladi. Sayyora sirtining oydinligi Yerda uchraydigan tuzilmalarning oydinligi bilan solishtirilishi mumkin. Masalan: yoqqan toza qor va bulutning oydinligi $R = 0,9$; qumniki $0,34$; vulqondan oqib chiqqan bazalt va qora tuproqniki $0,06$; loy va granit toshniki $0,24$ va hakazo. Oydinlik koeffitsenti, sferik albedo sirtning qaytarish qobiliyatini ko'rsatadigan nisbiy birlikdir. Oyning albedosi (oydinligi) qora tuproq yoki sovigan vulqon moddasinikiga, Veneraniki bulutnikiga, Yerniki qumnikiga yaqin. Bunday solishtirishlar natijasida sayyora yoki boshqa biror osmon

jismi yuzi qanday jinsdan iborat ekanligi to'g'risida xulosa chiqarish mumkin. Oy va Merkuriy sirti vulqoniy bazalt oqim, Veneraniki — bulut (bulutlar bilan o'ralgan) qatlamdird. Venera hamma vaqt bulutlar bilan o'ralgan, uning sirt qatlamlari Yerdagi kuzatuvchiga ko'rinmaydi.

2.1-jadval

Sayyora	Sirti	A	T_b K	T_s K	T_D K	T_R (λ), K(sm)		P, mbar	H, km
						max	min		
Merkuriy	qattiq	0.086	633	600	100	330(10)	270(0,5)	—	—
Venera	bulut	0.72	464	240	240	600(10)	450(0.3)	90	3
Yer	qattiq	0.39	394	295	280	—	—	000	8
	bulut							1001	11
Mars	qattiq	0.16	320	250		200	(barcha)	10	17
Yupiter	bulut	0.70	173	120		10 ³ (100)	140(0.2)		
Saturn	bulut	0.75	128	90		280(20)	130(1)		
Uran	bulut	0.90	90	65		150	(barcha)		
Neptun	bulut	0.82	62	50		120	(barcha)		
Oy	qattiq	0.067	395	104		200	(barcha)	0	

Sayyorada bulutlar bo'lsa, demak, u atmosferaga ega. Atmosferaga ega bo'lgan sayyora sirtining oydinligi uning atmosferasida nurlanishning yutilishiga va sochilishiga ham bog'liq. Sayyoradan qaytgan Quyosh nurlari uning atmosferasidan ikki marta o'tadi: birinchi marta sayyora yuziga tushayotganda, ikkinchi marta uning sirtidan qaytgandan keyin bizga yetib kelguncha. Sayyora atmosferasining fizik xususiyatlari o'rganilib, uning sirtiga Quyoshdan tushayotgan quvvat hisoblanadi. Bu quvvatning bir qismi (A) undan qaytadi, qolgan qismi yutiladi va uni qizdiradi. Qizigan sirt infraqizil nurlanish socha boshlaydi. Bu nurlanish energiyasining taqsimlanishini o'lchash yo'li bilan sayyora sirtining temperaturasini o'lchash mumkin. 2.1-jadvalda sayyoralar sirtlari albedosi (A), temperaturasi (T), sirt yaqinida atmosfera bosimi (P) atmosferada balandlik shkalasi keltirilgan (T_s , T_D — infraqizil nurlarda). Quyosh osti (Quyosh zenitida bo'lgan joyda) va tungi qismi temperaturasi mos ravishda, T_R — radio temperatura va sayyora uzoqligida joylashgan absolut qora jism temperaturasi (T_V). T_V — hisoblab topilgan, T_s , T_D , T_R — o'lchangan.

Sayyora atmosferaga ega ekanligini ko'rsatuvchi yana bir necha alomatlari bor. Avvalo, agar sayyora atmosfera bilan o'ralgan bo'lsa, ravshanlik (oydinlik) sayyora gardishi markazida eng yuqori bo'ladi va undan uzoqlashgan sari kamayib boradi. Chunki sayyoradan qaytgan Quyosh nurlari sayyoraning atmosferasidan o'tadi va unda yutiladi va sochiladi. Gardish markazida Quyosh nurlari atmosfera qatlamiga tik tushadi va unda eng qisqa yo'l bosib o'tadi va eng kam yutiladi. Gardish markazidan uzoqlashgan sari nur kesib o'tadigan qatlam qalinlasha boradi va yutilish miqdori orta boradi, ya'ni oydinlik markazdan gardish cheti tomon pasayib boradi. Oydinlik

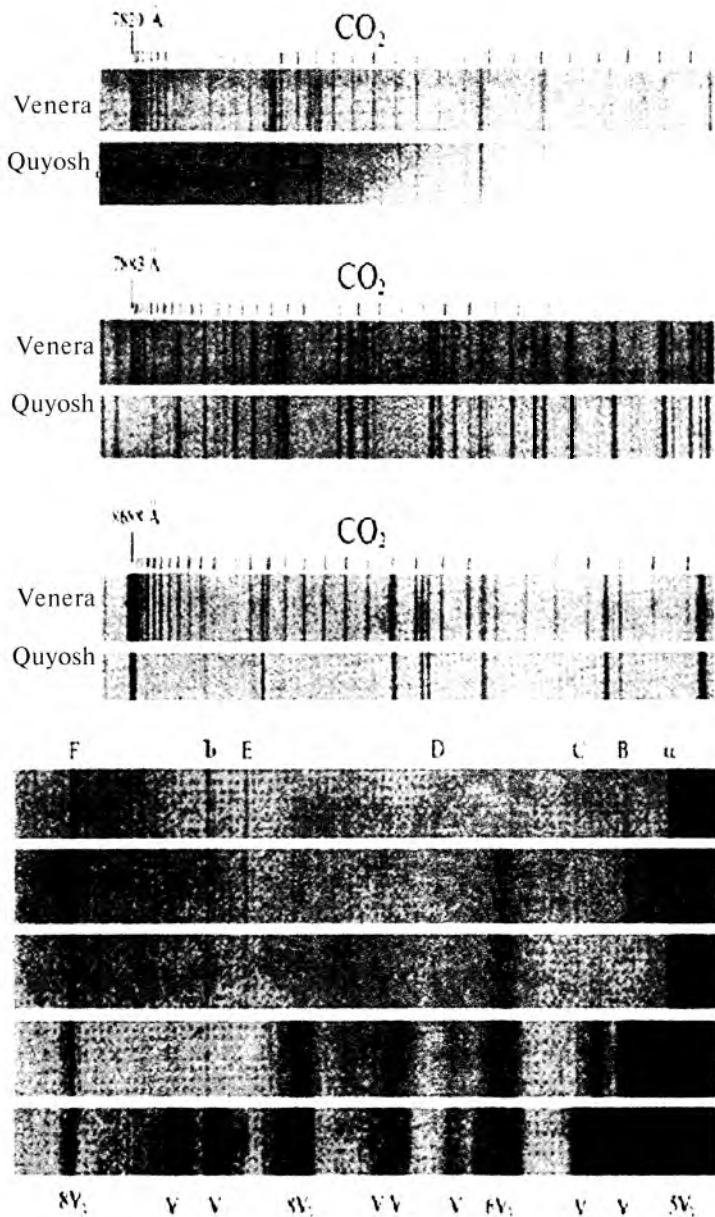
Venera yoki Mars gardishi markazida maksimal qiymatga ega va undan uzoqlashgan sari kamayib boradi. Demak, bu sayyoralar atmosferaga ega. Oy-dinlik Merkuriy gardishi markazida qanday bo'lsa uning cheti yaqinida ham shunday. Demak, Merkuriyda atmosfera yo'q.

Agar sayyora atmosfera bilan o'ralgan bo'lsa, u yulduzni to'sib o'tayotganda gardish cheti yaqinida, to'silishdan oldin, yulduz nuri biroz xiralashadi. Bu yulduz nurini sayyora atmosferasidan o'tayotganda unda yutilishi bilan tushuntiriladi. Agar sayyora atmosferaga ega bo'lsa, uning Quyosh yoritib turgan qismi bilan tungi qismi chegarasida oydinlik keskin o'zgarmaydi, balki asta-sekin kamayadi (ko'payadi). Agar sayyora atmosferaga ega bo'lsa, uning bunday gaz qobug'ida bulutlar, uyurmalar kuzatiladi. Masalan: Yupiter atmosferaga ega, chunki biz uning yuzida o'zgarib turuvchi bulut uyurmalarini ko'ramiz (2.11-rasm).

b) Sayyoralar spektri va uni tahlil qilish. Yer ham atmosfera qatlamlar bilan o'ralgan. Quyosh nurlari Yerning atmosfera qatlamlari orqali o'tib bizga yetib keladi. Quyosh elektromagnit nurlanishining ko'p qismi ($\lambda < 0.29$ mkm) Yer atmosferasida yutiladi va bizga yetib kelmaydi. Bu to'g'rida yuqorida aytilgan edi. Quyoshning yorug'lik nurlari (0.29—0.76 mkm) kam yutilgan holda va optik diapazondan o'ng tomonda joylashgan yaqin infraqizil diapazon (0.75—15 mkm) nurlanishi esa qisman yutilgan holda Yer yuziga etib keladi. Optik va yaqin IQ diapazonlarda suv bug'iga (H_2O), karbonat angidridga (CO_2) tegishli spektral chiziqlar ketma-ketliklarining ko'plab polosalarini ko'ramiz (2.1-rasmda spektrni qizil qismi chegarasida ko'rindigan va Fraunhofer tomonidan A harfi bilan belgilangan chiziqlar ketma-ketligi). Bu molekular polosalar Yer atmosferasida hosil bo'ladi va ularni tashkil etgan spektral chiziqlar tellurik (Yerga tegishli) chiziqlar deb ataladi. Quyosh spektridagi tellurik chiziq Quyoshga tegishli chiziqlardan profili (shakli) bilan ajralib turadi: avvalo fraunhofer chiziqlari tellurik chiziqlarga qaraganda ancha keng va qanotlarga ega. Tellurik chiziqlar ingichka va tim qora va ular molekular seriyalarni tashkil etadi.

Past dispersiyali spektrlarda ular keng polosa shaklida ko'rinadi. Tutash spektrda energiyaning taqsimlanish egri chizig'ida (1.3-rasm) bir necha bunday polosalarni ko'rish mumkin.

Sayyoradan aks qaytgan Quyosh nuri bizga yetib kelguncha uch marta atmosfera qatlamlar orqali o'tadi: avvalo u sayyora atmosferasi orqali o'tib, uning sirtiga tushadi va undan aks qaytib yana shu atmosfera qatlamlari orqali o'tadi va Yerga etib kelgach, u endi Yer atmosferasidan o'tadi. Bunday murakkab «sayohati» davomida Quyosh nurlanishi dastavval sayyora atmosferasida sochiladi va yutiladi, yutilish-sochilish natijasida o'zgargan nurlanish sayyora sirtiga tushadi va undan aks qaytib yana sayyora atmosferasi orqali o'tayotganda unda yutiladi va sochiladi. Sayyoradan qaytgan nurlanish endi Yer atmosferasi orqali o'tadi va unda ham yutiladi va sochiladi. Sayyora atmosferasida Quyosh nurlanishi chang zarralarida sochiladi va uning spektral tarkibi o'zgarmaydi. Atmosferadagi atomlar va molekullalarda nurlanishning



Rasm 2.1. Venera spektrini Quyosh spektri bilan solishtirish uchun ustma-ust (yuqoridagi uchta juftlik) va Yupiter, Saturn, Uran va Neptun spektrlarini Oy spektri bilan solishtirish uchun ustma-ust qo'yilishi (pastdagi to'rtta spektr). Venera spektrida CO_2 molekulasini chiziqlari ketma-ketligini, gigantlar spektrida Quyoshdan uzoqlashgan sari kuchayib boruvchi metan yutuvchi tasmalarni ko'rish mumkin.

yutilishi natijasida chiziqlar va polosalar hosil bo'ladi. Agar sayyora va Yer atmosferasida bir xil molekular bo'lsa, ularning chiziqlari ustma-ust tushadi. Bunday hollarda agar sayyora atmosferasida biror atom yoki molekular miqdori Yerdagidan kam bo'lsa, u holda doppler effektiga asoslanib sayyora chiziqlarini Yer chiziqlaridan ajratish kerak bo'ladi. Aks holda sayyora atmosferasida hosil bo'lgan molekular polosalar uning spektrida yaqqol ko'rinib turadi. Odatda, sayyora spektri Oy spektri bilan solishtiriladi (Oy spektri Quyosh spektrining o'zginasidir). Bunday solishtirishlardan spektrlarida qanday molekularning polosalari borligini aniqlab va spektrda intensivligini o'lchab molekular miqdorini baholash mumkin.

2.1-rasmda Oy, Yupiter, Saturn, Uran va Neptun spektrlari keltirilgan. Shunday yo'l bilan Venera va Marsda (CO_2), Yupiter, Saturn, Uran, Neptunda ammiak (NH_3) va metan (CN_4) borligi aniqlangan.

Sayyora spektrida chiziqlarning to'lqin uzunligi o'lchash va laboratoriya manbainiki bilan solishtirish natijasida sayyoraning nuriy tezligi o'lchanadi va o'q atrofida aylanish davri aniqlanadi.

d) Sayyora atmosferasini avtomatik kosmik apparatlar yordamida tekshirish. Sayyoralarni avtomatik kosmik apparatlar yordamida tekshirish ikki xil usul bilan amalga oshirilmoqda. Birinchi usul orbital harakatdagi avtomatik kosmik apparat yordamida yaqin masofadan sayyorani suratga tushirishga asoslangan. Bu usul barcha sayyoralarga nisbatan qo'llanilgan va yuqori darajada ajratilish bilan ularning tasviri olingan. Bunday amallar natijasida Merkuriyning sirti (Mariner -12, 1974-y. 29-mart) Oy yuzi singari ko'plab kraterlar bilan qoplanganligi, Mars sirtida sun'iy inshootlar deb faraz qilingan «kanallar» aslida sayyora pustlog'idagi yoriqlar yoki ulkan daralar (Mariner-4, 6, 7, 1969 y. yoz oylari), Saturn halqalari (1979, 1-sentabr) ko'plab halqalardan iborat ekanligi (Pioner, Voyager-1, 1979-y., mart), Ioda vulqon otilishlari (Voyager-1 va -2) kashf etildi. Oyning orqa tomonini, sayyoralarning yuqori sifatli xaritalari tuzildi (Pioner-10, 1973-y. 4-dekabr, Voyager-1 va -2, 1979-y. mart-iyul). Ikkinchi usul sayyora sirtiga avtomatik apparat tushirishga asoslangan. Bu usul Oy, Venera, Mars va Titanga nisbatan qo'llanildi. Avtomatik apparat sayyora sirtiga qo'nish jaryonida uning atmosferasida temperatura va bosimning balandlik bo'yicha o'zgarish grafisini olishga (2.6-rasm va 2.12), atmosferasining kimyoviy tarkibini aniqlashga, qo'nilgan joy atrofini suratga tushirishga imkon berdi.

To'rt marta astronomlar uchgan apparat (birinchi bor 1969-y., 21-iyulda, Appolon-11)lar Oy yuziga qo'ndirildi. Oy jinlaridan 450 kg namuna keltirildi va tekshirildi. Avtomatik apparatlar «Lunaxod -1 va -2» (1970-y., 17-noyabr, 1973-y., 16-yanvar) Oy sirtida o'lchash ishlarini bajardi, atrofni suratga tushirdi. («Viking-1 va -2» 1976-y., 20-iyul va 3-sentabr), «Spirit» va «Opportuniti» (2002) Mars sirtiga qo'ndirildi, sayyora jinsi va havosida biologik tajribalar o'tkazildi.

2.2. Atmosferada fizik sharoit, sirkulyatsiya va dissipatsiya

Sayyorani o'rab turuvchi gaz qobig'ini, atmosferasini, uning ichki qatlamlaridan o'tilib chiqqan vulqonlar va gaz oqimlar hosil qilgan. Atmosfera ochiq muhit bo'lganligi uchun uning tashqi qatlamlarida modda fazoga sochilib turadi va sayyora ichidan chiqayotgan gazlar uni to'ldirib turadi. Har biri o'ziga xos, tortish maydoni va sirt temperaturasiga mos o'rtacha statsionar atmosfera hosil qilgan va uni ushlab kelmoqda.

Sayyoraning sirti Quyosh nurlari ta'sirida qiziydi va qizigan sirt infraqizil nurlanish sohadagi, chunki sayyoralar sirti temperaturasi kelvin shkalasida bir necha yuz gradusdan oshmaydi (2.1-jadvalga qarang). Yer yuzining 1 m² ni Quyosh 1366 Vt quvvat bilan isitadi. Bunday quvvat Yer uzoqligidagi absolut qora jism sirtini 394 K gacha isitish mumkin. Biroq Yer sirti bunday emas, u Quyosh yorug'ligining 39% ni qaytaradi va infraqizil nurlarda $T_s = 295$ K bo'ladi va Vin siljish qonuniga asosan IQ nurlanish maksimumi $\lambda_m = 8,6$ mkm ga to'g'ri keladi. Sirdan chiqayotgan IQ nurlanish fazoga sochiladi. Biroq bu nurlanishni Yer tipidagi sayyoralar atmosferasidagi suv (H₂O) va karbonat angidrid (CO₂) molekullari yutadi va u kosmik fazoga chiqib keta olmaydi. Yutilgan nurlanish atmosfera temperaturasining ko'tarilishiga olib keladi. Atmosferada parnik (issiqxona) effekt ro'y beradi. Bundan tashqari sayyoraning atmosferasiga uning sirt osti (po'stloq) qatlamidan atamlarning radiaktiv parchalanishi natijasida issiqlik chiqib turadi. Atmosfera ostidagi qatlamlardan chiqayotgan energiya miqdori, ayniqsa, gigant sayyoralarda kuchlidir.

Sayyora sirtidan tarqalayotgan bu infraqizil va issiqlik nurlanishlari uning atmosfera qatlamlarini qizdiradi. Atmosferada temperatura sirt yaqinida maksimal va undan uzoqlashgan sari (6 grad/km) pasayib boradi. Masalan, Yer yuzida $T = 15^\circ\text{C}$ bo'lsa, undan 10 km balandlikda -50°C bo'ladi. Bundan balandda T orta boshlaydi va 20—25 km da 0° gacha ko'tariladi. Bu to'g'rida keyinroq to'xtalamiz.

Sayyora shar shaklidagi jism bo'lganligi uchun uning har xil qismlarini Quyosh har xil isitadi. Quyosh zenitda bo'lgan joylarda sayyora sathiga Quyoshdan maksimal miqdorda energiya tushadi. Odatda, sayyoraning ekvator qismlari qutblariga qaragandan ko'proq energiya oladi va isiydi. Natijada bu qismlar orasida temperaturalar farqi (gradiyenti) hosil bo'ladi va havo oqimlari vujudga keladi. Masalan, Venerada uning ekvatoridan qutbi tomon yo'nalgan 4 kunlik davriy oqim borligi bulutlari harakatiga ko'ra aniqlangan.

Bundan tashqari sayyoraning kunduzgi va tungi qismlari orasida ham temperaturalar farqi bo'ladi va u oqimlarni hosil qiladi. Agar sayyora sirtida har xil qaytarish qobiliyatiga ega (oq va qora sohalar) joylar bo'lsa, ular orasida atmosfera oqimlari hosil bo'ladi. Bular atmosferada havo aylanishi (sirkulyatsiya) ni hosil qiladi. Atmosfera sayyoradagi issiqlik rejimini yumshatadi. Sayyora atmosferasidagi bunday gorizontol va vertikal oqimlar

ular da siklonik va antisiklonik uyurmalar hosil qiladi. Yerda siklonlar issiqlik va namlik, antisiklonlar esa sovuq va quruq oqim keltiradi. Yupiter atmosferasida ko'plab bunday havo uyurmalarini ko'rish mumkin.

Sayyora atmosferasining ustki qatlamlarida Quyoshdan kelayotgan nurlanish (ultrabinafsha) ning bir qismi yutiladi, natijada bu qatlamlarning temperaturasi balandlik bo'yicha orta boshlaydi. Masalan, Yer yuzidan 20—25 km balandlikda Quyoshning ultrabinafsha nurlanishi yutiladi va 50 km balandlikda $T \sim 270^\circ \text{ K}$ gacha, 400 km balandlikda esa $T \sim 800^\circ \text{ K}$ gacha ko'tariladi. Bu qatlamlar ekzosfera (termosfera) deb ataladi. Bu qatlamlar ekzotermik (issiqlik chiqaruvchi) fotokimy o reaksiya natijasida qizdiriladi. Ekzosferada zarralar konsentratsiyasi shu darajada (dengiz sathidagidan 10^{14} marta) pastki, bunda atomlar va molekularning ozod harakat yo'li yuzlab km ga boradi. Bunday sharoitda agar zarra sayyora tortish kuchini engadigan darajada energiyaga ega bo'lsa, u sayyorani tark etadi. Bunday energiya para-

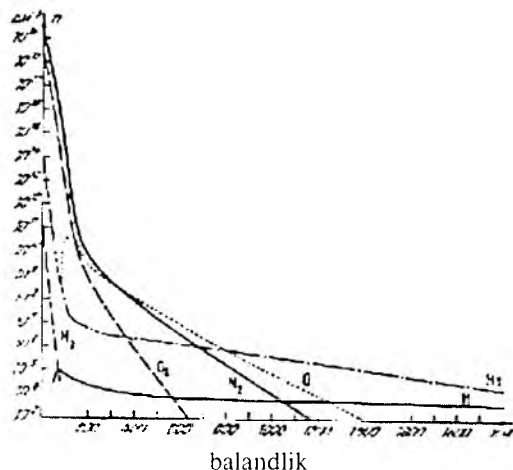
bolik tezlikka mos keladi, ya'ni $v_p = \sqrt{\frac{2GM}{R+h}}$; bu yerda, M — sayyora massasi; R — radiusi; h — sirtidan boshlab o'lchangan balandlik.

Ma'lumki, gazdagi zarralarning betartib harakat tezliklari Maksvell taqsimotiga ega va ehtimoli eng yuqori tezlik quyidagicha bo'ladi:

$$v_{\text{kin}} = \sqrt{\frac{2kT}{m}}$$

Agar atmosferada $v_{\text{kin}} > v_n$ bo'lsa, atmosfera fazoga sochilib ketadi. Zarralarning o'rtacha kvadrat tezligi temperaturaga to'g'ri va uning massasiga (m) teskari proporsionaldir, ya'ni bir xil T da kam massali zarralar ko'p massalilarga qaraganda katta tezlik oladi. Ma'lumki, tortishish maydonida

joylashgan atmosferada zarralar massalariga mos ravishda joylashadi: og'ir zarralar pastda, yengillari yuqorida. Demak, atmosferaning yuqori qatlamlaridan fazoga birinchi navbatda yengil zarralar sochiladi. Agar sayyora kam massaga ega bo'lsa, uning atmosferasida engil atomlar ko'p massali sayyoranikidan kam bo'ladi.



2.2-rasm. Balandlik bo'yicha atmosfera kimyoviy tarkibining o'zgarishi.

2.2-rasmda Yer atmosferasida atomlar va molekullarning balandlik bo'yicha taqsimlanishi tasvirlangan. Chizmadan ko'rinib turibdiki, atmosferaning pastki qatlamlarida N va O atomlari ko'p bo'ladi. Atmosferaning yuqori (1000 km dan baland) qatlamlarida H va He atomlari konsentratsiyasi boshqa atomlarnikiga qaraganda yuqori, Yer tipidagi sayyoralarning atmosferasida H va He gigant sayyoralarnikidagidan kam va faqat atmosferaning yuqori qatlamlarida uchraydi.

Atmosferaning yuqori qatlamlaridan zarralarni fazoga sochilib turishi dissipatsiya deb ataladi. Fazoga sochilayotgan bu zarralar o'zi bilan sayyora atmosferasiga kelayogan energiyaga teng bo'ladigan energiya olib ketadi. Sayyora atmosferasi gidrostatik va energetik muvozanatda bo'lib, har bir sayyora o'z atrofida o'z massasi va sirt temperaturasiga mos atmosferaga ega. Ayrim sayyoralar kam tortish maydonga va yuqori T ga ega bo'lganligi uchun (Merkuriy) atmosferani ushlab turolmagan, boshqalari (Yer, Venera, Yupiter, Saturn) qalin atmosferaga ega. Bunday sharoitda bosim (P_0), zichlik (ρ_0) va temperatura (T_0), sayyora sirtidan ko'tarilgan sari ma'lum qonuniyatga (masalan, bosim $P = P_0 e^{-h/H}$) bo'ysungan holda kamayib boradi. Temperatura qancha yuqori bo'lsa, P va ρ balandlik bo'yicha pasayishi shuncha sekinlashadi. Yrr yuzi yaqinida ($h = 0$) atmosferada $\rho_0 = 1.29 \text{ kg/m}^3$, $P = 1001 \text{ bar}$, $T = 288 \text{ K}$ va $H = 8 \text{ km}$. Yer yuzidan $h = 150 \text{ km}$ balandlikda $\rho = 3.4 \cdot 10^{-6} \text{ kg/m}^3$, $P = 6 \cdot 10^{-6} \text{ bar}$ va $H = 20 \text{ km}$.

2.3. Yer tipidagi sayyoralar atmosferasi

Yer tipidagi sayyoralar o'rtacha zichligi va sirtidagi parabolik tezlik miqdori bilan Yerga o'xshashdir. Ular Quyoshga yaqin joylashganliklari bois Quyoshdan ko'p energiya olgani uchun sirt temperaturalari boshqa sayyoralarnikidan ancha yuqori bo'ladi. Yuqorida ko'rganimizdek, atmosfere-

ning qalinligi va quyuqligi balandlik shkalasiga $H = \frac{RT}{\mu g}$ bog'liq. Temperatura (T) qancha yuqori va og'irlik kuchi tezlanishi (g) qancha kichik bo'lsa, H shuncha katta, ya'ni atmosfera shuncha keng (qalin) bo'ladi. Bu sayyoralarda bir jinsli atmosfera balandligi shkalasi (H) ning, ya'ni balandlik bo'yicha

bosimning o'zgarishini belgilovchi ko'rsatkich $\frac{RT}{\mu g}$ qiymati katta bo'ladi. Shuning uchun ular atmosferasida yengil molekullar ($\mu \sim 2 \div 4$) (H_2 , He) tarzida baland qatlamlarigacha tarqalgan, biroq og'ir molekullar CO_2 , H_2O , N_2 ($\mu \sim 44 \div 18$) esa asosan pastki qatlamlarida joylashgan.

Koinot moddasi asosan H va He dan iboratligini va sayyora atmosferasida dissipatsiya uning tashqi qatlamlaridan ro'y berishini inobatga olsak, bu sayyoralar atmosferasida H va He miqdori kamayib turishi kerak. Bunday fizik sharoitda sayyora o'z atrofida yengil gazlardan iborat qalin va quyuq atmosferani ushlab turolmaydi.

Sayyora	Ekvatorial radiusi		Mas, Yer birliklarida	Zichlik, g/sm ³	Sirtida og'irlik kuchi tezlanishi, sm/s ²	Sirtida parabolik tezlik, km/s	O'z o'qi atrofidan aylanish davri	Sirtida o'rtacha temperatura	Sirtida atm. bosim, atm
	maksimal burchak	chiz.km							
Merkuriy	5.45"	2425	0.055	5.4	372	4.2	58.6 ^d	630	—
Venera	30.5"	6070	0.815	5.2	869	10.3	244 ^{d,3}	240	1-5
Yer	—	6378	1.000	5.5	978	11.2	23 ^b 56 ^m	288	1.0
Mars	8.94"	3395	0.108	3.97	372	5.0	24 ^b 37 ^m	250	5 10
Yupiter	23.4-3"	71300	317.83	1.30	2301	57.5	9 ^b 55 ^m	120	1
Saturn	9.76"	60100	95.15	0.70	944	37.0	10 ^b 14 ^m	100	
Uran	1.80"	24500	14.52	1.47	967	22.0	17 ^b 14 ^m	65	
Neptun	1.06"	25100	17.23	2.27	1500	25.0	17 ^b 48 ^m		

2.2-jadvalda sayyoralarning ayrim fizik ko'rsatkichlari keltirilgan. Maksimal burchakiy radius Merkuriy va Venera uchun pastki birlashuvda, qolgan sayyoralar uchun qarama-qarshi turishda o'Ichangan. Solishtirish uchun gigant sayyoralar ham keltirilgan. 2.2-jadvaldan ko'rish mumkinki, Uran va Neptunning Yerdan ko'rinma kattaligi $< 4''$. Shuning uchun ularni Yerdan turib tekshirish qiyin. Bu qiyinchilikni avtomatik apparatlar hal qildi. Ular yordamida bu sayyoralarni surati yaqindan turib olindi va hozirgi paytda biz barcha sayyoralarni yuqori darajada ajratilish (1km) ga ega bo'lgan suratlariga egamiz va ular asosida to'liq bilim olinmoqda. 2.2-jadvalda keltirilgan ko'rsatkichlar sayyora yuza, ya'ni bizga ko'rinadigan qatlamiga tegishli. Merkuriy, Yer va Mars uchun ular sayyoralarni sirti (qattiq qatlamini) belgilaydi. Qolgan sayyoralar hamma vaqt bulut bilan o'ralganligi uchun jadvalda keltirilgan ko'rsatkichlar (radius, aylanish davri, temperatura, atmosfera bosimi) ularning bizga ko'rinadigan yuza, bulut qatlamlariga tegishlidir. Sayyoralarni atmosferasi bilan tanishishni Yerdan boshlaymiz. Yer atmosferasi eng to'liq o'rganilgan va boshqa sayyoralarni atmosfera sharoiti Yerniki bilan solishtirib o'rganiladi.

a) Yer atmosferasi. Yer yuzida o'rtacha temperatura 288 K, atmosfera bosimi 1atm., zichligi $1,2 \cdot 10^{-3}$ g/sm³. Atmosferada balandlik bo'yicha T va P ning o'zgarishi havo sharlari, raketalar yordamida o'Ichangan. 2.3-rasmda Yer atmosferasida T va molekula konsentratsiyasini balandlik bo'yicha o'zgarish grafiklari keltirilgan. Yer atmosferasi bir necha qatlamlarga bo'linadi: a) troposfera: Yer yuzidan $h = 10-12$ km balandlikda; temperatura balandlik bo'yicha tez sur'atlar (6 grad/km) da pasayib boradi va $h = 12$ km balandlikda minimal (220 K) qiymatgacha tushadi; b) stratosfera: $h = 12-50$ km, bu qatlamda Quyoshning ultrabinafsha nurlari O₃ va O₂ tomonidan yutiladi va temperaturani 320 K gacha ko'tarilishiga sababchi bo'ladi. Bu qatlam ichida $h = 20-30$ km balandlikda ozonosfera deb ataladigan yupqa qatlam mavjud va

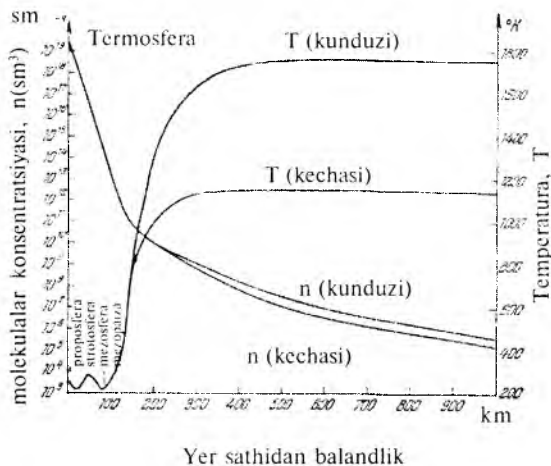
u kislorod molekularining fotonionizatsiyada hosil bo'lgan atomar kislorodni qayta qo'shilishi natijasida vujudga keladi; d) mezosfera: $h = 50-85$ km, kuchli shamollar esadi va konvektiv oqimlar, kimyoviy aktiv molekular (O_3 , CO_2 , OH) ni miqdorini o'zgartirib turadi.

Ayrim fotokimyoviy jarayonlar gazning nurlanishga (tungi osmonni shu'lalanishiga) olib keladi. Temperatura 220 K gacha pasayadi: e) termosfera: $h \geq 100$ km. Bu qatlamda atomlarni va molekularni ionlashishi kuchayadi va temperatura yana ko'tarila boshlaydi; $h \geq 200$ km balandliklarda temperatura Quyosh aktivligi darajasiga bog'liq holda $T \approx 1000$ K dan -1200 K (kechasi) va 1800 K (kunduzi)gacha ko'tariladi. Aktivlik yuqori bo'lganda T yuqori, past bo'lganda past. Termosferada modda konsentratsiyasi Yer yuzidagidan (10^6-10^{11}) marta kam, atmosfera bosimi $h=1500$ km da 10^{-14} atm. ($10^{-5}-10^{-14}$ atm) bu qatlamdan H va He asta-sekin fazoga sochiladi.

Yer atmosferasida balandlik bo'yicha elektron konsentratsiyasi o'zgarib boradi. Ionlar va elektronlar hosil qilgan atmosferani tashkil etuvchisi ionosfera deb ataladi. U 60 km balandlikdan boshlanadi va uchta (D, E, F) qatlamga bo'linadi. Ionosfera NO^+ , O_2^+ , O^+ , N^+ , N^+ , He^+ va H^+ musbat ionlar va elektronlardan tashkil topgan. D — qatlam $h = 60 \div 90$ km balandliklarda bo'ladi va $Ne = 10^8$ $1/m^3$; E qatlam — $h = 90 \div 120$ km, $Ne = 10^8$ (kechasi), 10^{11} (kunduzi) $1/m^3$; F — $h \geq 130$ km, $Ne = 10^{12}$ $1/m^3$. Ionosfera qatlamlari o'rta va qisqa to'lqinlarda uzoq masofalarga radioaloqa o'rnatishda radio to'lqinlarni aks qaytaruvchi vazifasini bajaradi.

Yer atmosferasi asosan azot (hajmi 78,1%), kislorod (20,9%), argon (0,9%) va is gazi (0,03%) dan tashkil topgan. $h > 1100$ km balandliklarda H va He atom va ionlari mavjud bo'lib, molyar massasi $\mu = 2 \div 4$; $h < 100$ km balandlikkacha atmosfera konvektiv oqimlar ta'sirida qorishib turadi va bu qatlamlarda atmosferaning kimyoviy tarkibi bir xil deb hisoblash mumkin; o'rtacha molyar massasi $\mu = 29$.

Termosferada modda plazma holatda ionlar va elektronlardan tarkib topgan zarralar konsentratsiyasi balandlik bo'yicha kamayib boradi. $h = 1000$ km da, $Ne = 10^9$ $1/m^3$, $h = 6300$ km, $Ne = 10^8$ $1/m^3$.



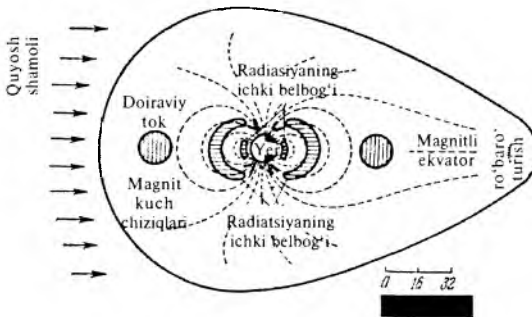
2.3-rasm. Balandlik bo'yicha temperaturaning va molekular konsentratsiyatsining o'zgarishi.

Yer shari dipol shaklidagi magnit maydonga ega, qutblari yaqinida uning kuchlanganligi 0,62 gs, ekvatorida 0,31 gs. Yerning magnit o'qi aylanish o'qi bilan $11^{\circ}.5$ burchak hosil qilgani uchun uni magnit qutblari aylanish qutblari bilan ustma, ust tushmaydi. Yerning magnit maydoni uning atrofida kosmik fazoga, undagi zaryadlarga ta'sir etadi va Yer atrofida magnitosfera hosil bo'lgan (2.4-rasm). Yuqori energiyali ($\geq 10^3$ MeV) kosmik nurlar magnitosferani teshib o'tib, Yer atmosferasining yuqori qatlamlariga kirib keladi va ikkinchi darajali kosmik nurlar hosil qiladi.

Quyosh shamolini vujudga keltirgan zarralar asosan protonlar va elektronlar (energiyasi yuzlab eV dan yuzlab MeV gacha) Yerni magnit maydoniga tushgach uni ta'sir doirasida qoladi va Yer atrofida spiral trayektoriya bo'ylab aylana boshlaydi. Energiyasiga mos ravishda bunday zarralar magnitosferaga har xil chuqurlikkacha kirib, uchta radiatsion belbog' hosil qiladi: ichki (2400 dan 5600 km balandlikkacha) 10^2 MeV protonlar va 20—500 KeV elektronlar, o'rta (12000—24000 km), kam energiyali protonlar va elektronlar va tashqi (50 000—60 000 km), asosan 200 eV energiyaga ega elektronlar (2.4-rasm).

b) Merkuriy. Merkuriy sirtida $T \sim 630$ K, $g = 372$ sm/s² va $\frac{RT}{g} = 610$ km. Agar atmosfera H va He, bo'lsa, $\mu = 2 - 4$ bo'ladi, bu $H \sim 300 - 150$ km va CO_2 bo'lsa, $\mu \approx 44$ bo'ladi, $H \approx 13$ km demakdir. Ikki holda ham atmosfera tarqoq bo'lib, birinchi holda $v_{kin} \geq v_p$ va atomlar sayyoraning tortish maydonini tark etishlari muqarrar. Ikkinchi holda ham zarralarni ushlab turishi muammo. Demak, Merkuriy atmosfera hosil qila olmaydi.

Merkuriyning sirti Oynikiga o'xshash ko'plab kraterlar bilan qoplangan. Ularning diametri 50 m dan 200 km gacha oraliqqa to'g'ri keladi. Sayyora sirtida (po'stlog'ida) uzunligi yuzlab km, kengligi 10 km keladigan yoriqlar ko'rinadi. Kraterlar ichida qotgan vulqoniy modda ko'rinadi. Katta kraterlardan Oydagi singari yorug' nursimon tuzilmalar taraladi. O'q atrofida aylanish davri Quyosh atrofida aylanish davrining $2/3$ qismini tashkil etadi. Merkuriyda



2.4-rasm. Yer magnitosferasi radiatsion belbog'lar bilan birgalikda.

Quyoshiy kun 176 Yer sutkasi. Bunday uzun kun davomida sayyora sirti 600 K gacha qiziydi, kechasi esa 110 K gacha soviydi (sayyora sirti ostida 190 K). Merkuriyda magnit maydon Yernikidan 1000 marta kuchsiz.

d) Venera. Venera-ning asosiy fizik ko'rsatkichlari yuqoridagi jadvalda keltirilgan. Venera ham

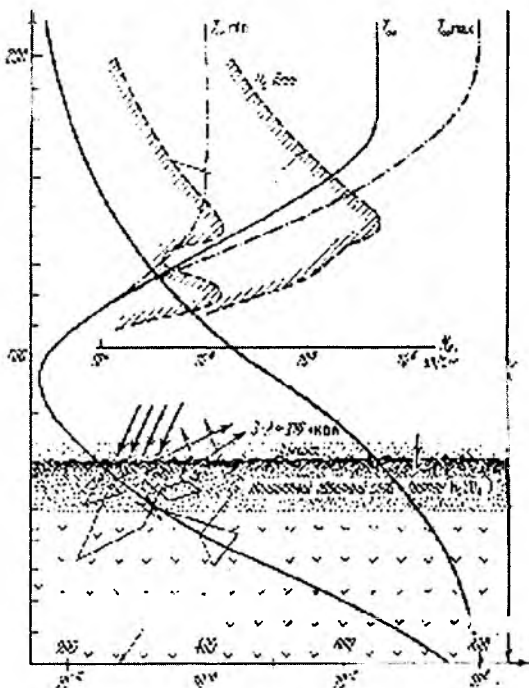
Merkuriy singari o'z o'qi atrofida juda sekin aylanadi (aylanish davri 243 Yer sutkasi).

Sayyora atmosferasi asosan CO_2 (97%) va azot, kislorod, argon (<2%) lardan tarkib topgan. Ammiak borligi aniqlangan (0.1—0.01 %). Sayyorada CO miqdori Yerdagidek. Suv 100 marta kam. Sayyora sathida $T \sim 780 \text{ K}$ (2.5-rasm) va bosim 90—100 atm. $h = 90 \text{ km}$ balandlikda $T \approx 170 \text{ K}$, bosim 10^{-4} atm . Bu oraliqda temperatura gradiyenti $\Delta T = -9 \text{ K/km}$. $h > 90$ da temperatura yana orta boshlaydi ($h = 180 \text{ km}$ $T = 650 \text{ K}$ gacha, $P = 10^{-9} \text{ atm}$). Yuqori temperatura tufayli Venera vodoroddan ajralgan, u asosan CO_2 gazdan iborat atmosferaga ega, unda $\mu = 44$, yuzida balandlik shkalasi $H = 15 \text{ km}$, bulut qatlam ustida $H = 10 \text{ km}$. Sayyora hamma vaqt bulut qatlam bilan o'ralgan.

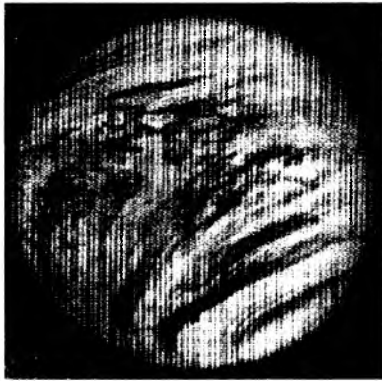
Bu bulutlar H_2SO_4 sulfat kislotasining suvdagi eritmalari ekanligi aniqlangan. Bulutlar ikki qavat, birinchisi $h = 50 \text{ km}$ balandlikda, zarralari kattaligi 1—3 mkm, konsentratsiyasi 200—300 g/sm³, ikkinchisi $h = 35 \text{ km}$ da kattaligi 2.5 mkm va yorug'likni sindirish koeffitsiyenti 1.8—2.1. Bu ikki qavat nur sochadi va hamma vaqt qalin tuman hosil qiladi.

Venera atmosferasi tuzilishi 2.5-rasmda tasvirlangan. Sayyora atmosferasidagi bulutlar uning ekvatoridan qutblariga qarab yo'nalgan 4 sutkali davr bilan harakat qiladi. Bulut qatlam yaxlit emas, bulutlar orasidan sayyora atmosferasining ichki qatlamlari ko'rinadi. Sayyora atmosferasida shamollar esib turadi va ularning tezligi 100 m/s ga yetadi. Bu tezlik sayyora sathi tomon kamayib boradi (2.6-rasm).

Venera o'z o'qi atrofida g'arbdan sharqqa tomon, Quyosh atrofida aylanishiga teskari yo'nalishda aylanadi. O'q atrofida aylanish davri 225 kun. Venerada magnit maydon yo'q darajada kuchsiz. Venera sirti avtomatik apparat (Venera-9,-10)lar yordamida suratga olingan. Sayyora sirti



2.5-rasm. Venera atmosferasida balandlik bo'yicha temperatura (T), bosim (P) va elektronlar konsentratsiyasining o'zgarishi.



2.6-rasm. Ultrabinafsha nurlarda olingan Venera surati. Sayyora atmosferasida ekvatoridan qutblariga tomon yo'nalgan havo oqimlari kuzatiladi.

keng, sayyora yuzidan baland ko'tarilgan. Mars yuzi va atmosferasi Mariner-6, 7, 9 va Mars-2, 3, 5 yordamida tekshirilgan. Sayyora sirtiga 1976 yilda avtomatik apparatlar Viking-1 va 2, 2002-y.da «Spirit» va «Opportuniti» tushirilgan va ular tajribalar o'tkazdi.

Mars atmosferasi juda siyrak. Unda 95% CO₂, 2,5%- azot, 2%-argon, 0,3 % kislorod va 0,1 % gacha suv bug'i borligi aniqlangan. Sayyora yuzi yaqinida atmosfera bosimi Yerdagidan 160 marta kam, ekvatorida tush paytiga yaqin temperatura peregeliyda 298 K, afeliyda 253 K. Kechqurunga yaqin T 183 K, qutblarida qish paytida 148 K, yillik o'rtacha temperatura 213 K. Temperaturaning bu darajada keskin o'zgarishi tufayli sayyora atmosferasida shamollar bo'lib turadi, odatda $v = 10$ m/sek va ayrim hollarda $v = (50-100)$ m/sek ga yetadi. Bunday to'fonlar mayda qum zarralarini atmosferaga (20 km gacha) ko'tarilib, Mars yuzidagi tuzilmalar ko'rinmay qoladi.

Mars atmosferasida quyuq bulutlarni ko'rish mumkin. Avtomatik stansiya Viking-2 baland tog' (Olimpiya qorlari) lar cho'qqisi bulut bilan o'ralganini ko'rsatdi. Mars qutblari atrofida oq dog'larni ko'rish mumkin. Qutb qalpoqlari

deb ataladigan bu oq dog'lar sayyora yarim sharida qish bo'lganda yaqqol ko'rinadi, bahorda kichraya boshlaydi va yozda ko'zdan g'oyib bo'ladi (shimoliy qalpoq yozda to'la yo'qolmaydi!). Qutb qalpoqni o'zgarishi bilan bir vaqtda qutbdan



2.7-rasm. Marsning qizil, yashil va ko'k shisha saralagich orqali olingan tasvirlari asosida tuzilgan yig'ma rangli tasviri (11-aprel 1999-y.). Qutblari yaqinida oqish qalpoqlarni ko'rish mumkin. Chap gardish yaqinida ko'kimtir bulutlarni ko'rish mumkin.

ekvator tomon yo'nalgan yorug'likni kamaytiruvchi va kontrastni kuchaytiruvchi jarayon tarqaladi. Marsda fasllar almashinuvi Yerdagidek, faqat har bir fasl yerdagiga nisbatan 2 marta uzoq davom etadi (Mars yili 687 kun).

Marsning magnit maydoni Yernikidan 500 marta kuchsiz.

Mars ikki tabiiy yo'ldoshga ega — Fobos (27 km × 21 × 19 km) va Deymos (15 km × 12 × 8 km). Yo'ldosh yuzida kraterlar ko'rinadi. Marsni avtomatik apparatlar yordamida olingan suratlarida yorilishlar, daralar va suv oqimi yo'lini eslatuvchi suvsiz

daryo yo'llari, tog' tizmalari va ko'plab kraterlar (200 m dan 200 km gacha kattalikdagi) ko'rish mumkin. Yaqinda (2005) ko'milib ketgan muzlik topildi. Sayyora yuzida uzunligi 4000 km, kengligi 120 km va chuqurligi 6 km bo'lgan dara topilgan. Kraterlar Oy yuzidagidan kam. Shimoliy yarim sharida tekisliklar, janubida tog'liklar ko'p. Shimoliy yarim sharida joylashgan vulqon otilishi natijasida hosil bo'lgan tog' (Qorli Olimpiya)ning balandligi 24 km, diametri 600 km. Bu tog' Quyosh sistemasida eng katta tog'dir. Viking-1 va 2 avtomatik stansiyalar sayyora yuzida o'simliklar yo'qligini, biroq mikroorganizmlar bo'lishi mumkin, degan farazni tasdiqladilar.



2.8-rasm. Global Server orqali olingan Mars yuzining tasviri. Chapdagi yuqorida eng baland Olimpiya tog'lari, o'rtada — katta Tarsis Vilgonik soqa.

2.4. Yer tipidagi sayyoralarning ichki tuzilishi

Sayyoralarning ichki qatlamlarini bevosita o'rganib bo'lmaydi (Yer bundan istisno), faqat nazariy yo'l bilan tekshiriladi va nazariy modellari tuziladi. Bu ishda Yerning ichki tuzilishini tekshirishdan olingan natijalarga tayaniladi. Yerning ichki tuzilishi ikki xil usul bilan o'rganiladi: geologik parmalash va seysmik to'liqlarni qayd qilish.

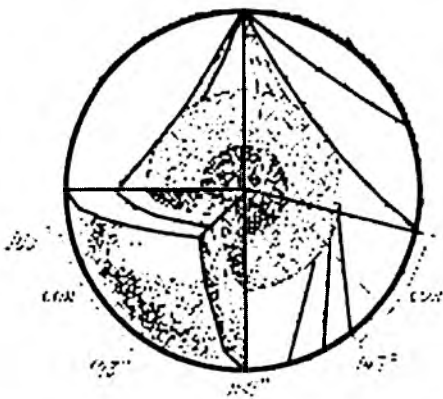
Shu vaqtgacha geologik parmalash 10 km chuqurlikkacha olib borilgan va 15 km gacha parmalash rejalashtirilgan. Geologik parmalash yo'li bilan Yer yuza qatlamining tarkibi, qanday moddalardan tuzilganligi, unda zichlik, temperatura va bosimlarning chuqurlik bo'yicha o'zgarishi aniqlanadi. Natijalarga ko'ra Yerning yuza qatlami silikatlardan, ya'ni kremniy, aluminiy, temir va ishqor elementlarning oksidlaridan, o'rta qatlam granitlar ekan. O'rtacha zichlik 3.3 g/sm^3 , temperatura chuqurlik bo'yicha ortib boradi: avvalo har 100 m da 1°C ga, keyinchalik 2.5°C ga ortib boradi. 10 km chuqurlikda temperatura 180°C . Chuqurliklarida vodorod, geliy, azod, metan va boshqa uglevodorod gazlar, brom, yod va boshqa og'ir atomlarga boy suv oqimlari kuzatiladi.

Yerning yuza qatlami po'stloq deb ataladi va uning qalinligi okeanlar ostida 7—10 km, quruqliklar ostida 35—70 km. Po'stloq ostida mantiya deb ataladigan qalinligi 2900 km bo'lgan qatlam joylashgan, po'stloq bilan mantiyani Moxorovich sirti ajratib turadi. Bu sirt ustida zichlik 2.7 g/sm^3 , ostida 5.2 g/sm^3 . Po'stloqni mantiyadan otilib chiqadigan vulqonlar va undan ko'tariladigan tog'lar hosil qilgan. Po'stloqda temperatura 500°C gacha, mantiyada 1000°C dan 2000°C gacha yetadi. Temperaturaning ko'tarilishiga sabab mantiya moddasining radiaktiv parchalanishi natijasida ajralib chiqayotgan energiyadir.

Yerning ichki qatlamlari tuzilishi Yer qimirlashda hosil bo'ladigan to'liqlarning tarqalishini o'rganishga asoslangan. Yer qimirlash paytida undan bo'ylama (P), ko'ndalang (S) va sirtlama (L) to'liqlar tarqaladi. Yer qimirlashda hosil bo'lgan to'liqlar seysmik stansiyalarda qayd qilinadi. Bunday stansiyalar Yer sharining barcha qit'alarida mavjud va hamma vaqt Yer qimirlashlar amplitudasini qayd qilib boradi. Agar biror joyda (2.9-rasmga qarang) Yer qimirlasa undan tarqalayotgan to'liqlar barcha tomonga, shu jumladan, Yerning markazi tomon ham yo'naladi. Ichki qatlamlar bo'ylab zichlik o'zgarib borsa to'liqlar yo'nalishini o'zgartiradi, egiladi va hatto zichlik keskin o'zgarigan chegaradan aks qaytadi. Ma'lumki, P va S to'liqlar qattiq muhitda, P to'liqlar esa suyuq muhitda ham tarqaladi, S to'liqlar suyuq muhitda tarqala olmaydi. Yer qimirlashlar shuni ko'rsatadiki, to'liqlar Yer yuziga yaqin qatlamlarda 5 km/sek , 3000 km chuqurlikda $13,5 \text{ km/sek}$ tezlik bilan tarqaladi va P, S to'liqlar qimirlash markazidan $\pm 103^\circ$ gacha bo'lgan oraliqda kuzatiladi (2.9-rasm) va ± 143 dan 180° gacha bo'lgan sohalarga faqat P to'liqlar etib bora oladi.

$103\text{--}143^\circ$ gacha bo'lgan soha soya zonasi deb ataladi va unda P va S to'liqlar kuzatilmaydi. Bunga sabab P va S to'liqlarning zichlik keskin o'zgaradigan chegarada keskin aks qaytishi va sekin o'zgaradigan sohalarda egilishi (refraksiyasi)dir.

Bu kuzatishlarga asoslanib Yerning ichki tuzilish modeli ishlab chiqilgan. Mantiya ostida 2920 km chuqurlikda o'zak joylashgan va ular chegarasida zichlik 5.6 dan 8 g/sm^3 gacha sakrab o'zgaradi. O'zak ikkiga (ichki va tashqi) bo'linadi (2.9-rasmga qarang). Tashqi o'zakning qalinligi 2000 km va u ichki o'zakni o'rab turadi va unda modda suyuq holatda bo'ladi. Ichki o'zakning radiusi 1250 km , uning markazida $\rho \sim 12\text{--}17 \text{ g/sm}^3$, $T \sim 8000\text{--}$



2.9-rasm. Yer qimirlash paytida hosil bo'lgan to'liqlarning Yerning ichki qatlamlarida tarqalishi.

9000°C, bosim $3.5 \cdot 10^6$ atm. Yerning magnit maydonini suyuq o'zakdagi ($T \sim 2000\text{--}4500^\circ\text{C}$) modda (plazma) oqimlari hosil qiladi.

Mantiyada radiaktiv parchalanish natijasida hosil bo'lgan issiqlik tufayli modda eriydi va kengligi 10 km, balandligi 60—100 km bo'lgan kanallar orqali po'stloq qatlama va unda Yer sirtiga otilib chiqadi. Bu hodisa vulqon otilishi deyiladi.

Yer tipidagi boshqa sayyoralarning ichki tuzilishi nazariy yo'l bilan o'rganiladi. *M e r k u r i y d a* o'rtacha modda zichligi $\bar{\rho} = 5.45 \text{ g/sm}^3$. Uning ichki tuzilishi ham Yernikiga o'xshash bo'lishi kerak. Sayyora markazida $T \sim 2000^\circ\text{C}$, zichlik 10 g/sm^3 . O'zak qattiq holatda (suyuq holatdagi o'zak yo'q), temirdan tashkil topgan, silikat mantiya bilan o'ralgan. Po'stloq qatlam qalinligi 60—100 km. *V e n e r a d a* o'rtacha zichlik $\bar{\rho} = 5.2 \text{ g/sm}^3$, Yernikidan biroz kamroq, po'stloq qatlami 16 km qalinlikka ega, silikat mantiya 3224 km chuqurlikda temir o'zakni o'rab turadi, sayyora markazida zichlik 14 g/sm^3 .

M a r s d a o'rtacha zichlik 3.94 g/sm^3 , u qalinligi 100 km bo'lgan po'stloq 2326 km li mantiya va radiusi 960 km o'zakka ega. Sayyora markazida zichlik 8.5 g/sm^3 . Mars jinsini Viking-1 va 2 lar yordamida tekshirishlar shuni ko'rsatadiki, u 14 % temir, 20 %— kremniy, 5 % gacha kalsiy, magniy 3% va oltingugurtdan iborat ekan.

2.5. Gigant sayyoralar atmosferasining tuzilishi

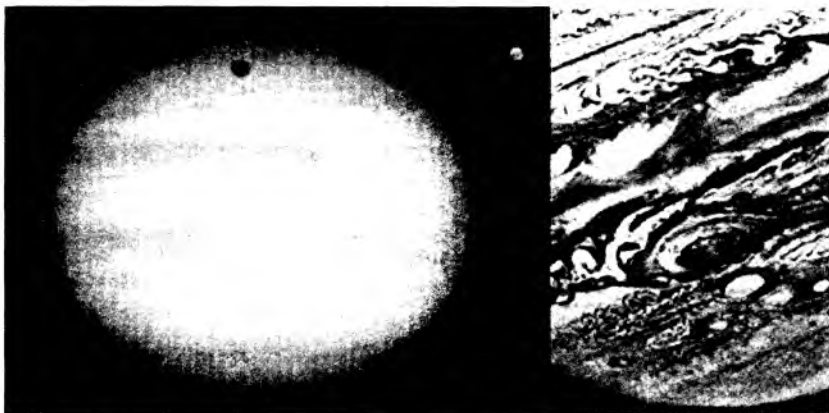
Gigant sayyoralar (Yupiter, Saturn, Uran va Neptun) Quyoshdan Yer tipidagilarga qaraganda nihoyatda (5 va undan ko'p marta) uzoqda joylashganliklari uchun undan (27 marta va undan ko'p marta) kam energiya oladilar, shuning uchun ularni sirtida temperatura nihoyatda past ($T \leq 150 \text{ K}$). Bu sayyoralar ko'p massaga va kuchli tortish maydoniga ega. Shu bois ular quyuk va qalin atmosfera bilan o'ralgan. Bu esa oydinlikning sayyora gardishi markazidan uni cheti tomon tez suratlar bilan kamayishida yaxshi namoyon bo'ladi. Gigant sayyora (Yupiter) yulduzlarni to'sganda yulduz ko'zdan g'oyib bo'lishidan oldin uning nuri tez suratlar bilan so'na boshlaydi. To'silish oldidan yulduz nurining so'nishini o'lchash yo'li bilan sayyora atmosferasida balandlik bo'yicha zichlik va bosimning o'zgarishi aniqlangan. Olingan natijalarga ko'ra sayyora atmosferasida balandlik shkalasi $H = 8.3 \text{ km}$. Agar temperatura $T \approx 100 \text{ K}$ hisobga olinsa, sayyora atmosferasining molyar massasi $\mu \approx \frac{RT}{g} \approx 4$ ekanligini topamiz. Demak, gigant sayyoralar atmosferasi Yer va Veneranikiga butunlay o'xshamaydi (Yer uchun $\mu = 29$, Venerada 44). Buni ularning spektri ham ko'rsatadi. Gigant sayyoralar spektri (2.1-rasm)da metan (CN_4) yutish tasmalarini ko'rish mumkin. Yutish tasmalari ayniqsa, Uran va Neptun spektrida kuchli. Bu sayyoralarda temperatura sharoiti metan yutish tasmalarining hosil bo'lishi uchun yaxshi mos keladi. Gigant sayyoralar avtomatik stansiyalar «Pioner», «Voyajer» yordamida tekshirilgan,

yaqindan turib suratga tushirilgan. Bu suratlarda sayyoralar yuzida va atrofida ko'plab mayda tuzilmalar kashf etildi. Gigant sayyoralar sirtida ekvatoriga parallel joylashgan yorug' va qorong'i tasmalar kuzatiladi. Bu tasmalar sayyora atmosferasidagi bulut uyurmaları bo'lib, ularda kristalli ammiak (NH_2) borligi aniqlangan. Sayyoralar spektrida molekular vodorod (H_2) va geliy chiziqlari ham qayd qilingan. Gigant sayyoralar atmosferasining moylar massasi ($\mu \sim 4$)ni kamligi ular yengil gazlar H_2 va He dan tarkib topgan degan xulosaga olib keladi. Gazlarning o'rtacha zichligi juda kamligi (2.2-jadval) bu xulosani tasdiqlaydi.

a) Yupiter. Quyosh atrofida aylanadigan eng katta sayyoradir. Uning massasi Yernikidan 318 marta ko'p. Yupiterning bizga ko'rinadigan sirti uning zich va qalin atmosferasining yuqori qatlamlaridir.

Sayyorani ekvatoriga parallel yorug' sohalar (tasma) bilan bir-biridan ajratilgan ko'plab qorong'i tasmalarni ko'rish mumkin (2.10-rasmga qarang). Bu yorug' va qorong'i tasmalar yillar davomida asta-sekin o'zgaradi. Tasmalar turg'un bulut tuzilmalar bo'lib, ular o'q atrofida aylanayotgan sayyora atmosferasidagi passat deb ataladigan sirkulatsiya turidir. Tasma murakkab tuzilishga ega va uni ichki tuzilmalari hamma vaqt harakatda bo'ladi. Sayyora ekvatoridan shimol va janubdagi tasmalar ayniqsa ko'p o'zgaruvchandir, ular 4 yillik davr bilan ko'zdan g'oyib bo'lib va yana yangidan paydo bo'lib turadi.

Agar Quyosh nuri sayyorani isituvchi yagona manba bo'lganda Yupiter sirtining temperaturasi 112 K bo'lar edi. Biroq uning infraqizil nurlarda o'lchangan temperaturasi 145 K, santimetrli diapazonda -170 K ga teng. Qorong'u tasmalarning ayrim qismlarida uzun infraqizil nurlarda 270 K gacha yetadi. Bunday yuqori temperatura qorong'i tasmalarni tashkil qilgan chang zarralarida Quyosh nurlanishining yutilishi natijasida hosil bo'lsa kerak.



2.10-rasm. Yupiterning qizil va ko'k shisha saralagich orqali olingan suratlari asosida tuzilgan rangli tasviri (30-sentabr, 1999)(a) va Voyadjer-1(b). Yuqori darajadagi ajratganlikka ega bo'lgan surat (b)da tasmalar gaz uyurmaları ekanligini ko'rish mumkin.

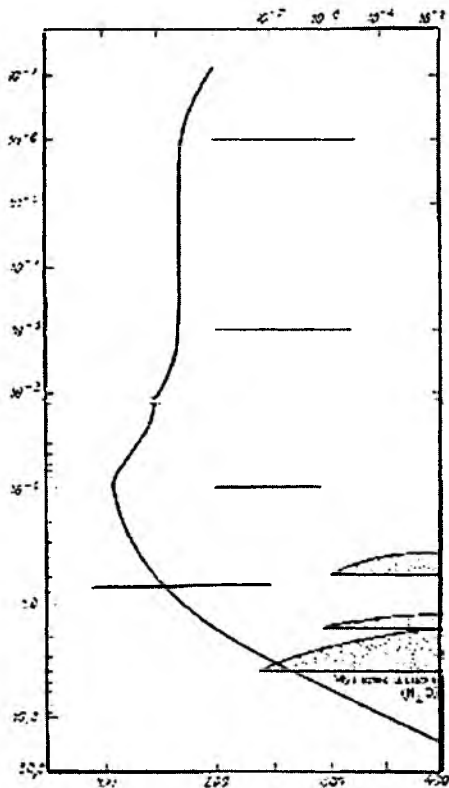
Sayyora atmosferasida T ning yuqoriligi uning ichki issiqlik manbai borligini ko'rsatadi. Bu manba Quyoshdan kelayotgan issiqlik oqimiga nisbatan ikki marta ko'p energiya chiqaradi. Bu manba sayyora atmosferasida toshqin vertikal havo oqimlarini hosil qiladi. Yuqoriga ko'tarilgan qaynoq gaz oqimlari sovigach pastga qarab yo'nalgan oqimlarni beradi.

Yupiter atmosferasida uzoq vaqt davomida kuzatiladigan tuzilmalar ham bor. Shulardan biri Katta Qizil Dog' (KQD)dir. U janubiy tropik yaqinida (22°) joylashgan (1878-yilda kashf etilgan) va hozirgi paytda ham ko'rinadi. Uning temperaturasi $120-128$ K. KQD ning kattaligi 40000×13000 km, atrofidagi modda harakati u siklonik tuzilma ekanligini ko'rsatadi.

Yupiterning kimyoviy tarkibi uning spektriga (2.1-rasm) asosan aniqlangan. Unda metan (CN_4), ammiak (NH_4), molekular vodorod (H_2) ning spektral chiziqlari va tasmalari bor. Shuningdek, Yupiterda He, suv bug'lari (H_2O), atsetelin (C_2H_2), etan (C_2H_4), fosfin (PH_4) va uglerod oksidi (CO) borligi aniqlangan. Yupiter atmosferasi asosan vodorod (72%) va geliy (22%)dan («Pioner»ning o'lchashlari bo'yicha vodorod 77 %, geliy 23 %) tarkib topgan (boshqa kimyoviy elementlar 6%). Bunday H-He tarkib va past o'rtacha zichlik (1.3 g/sm^3) Yupiter qattiq yuzaga ega bo'lmagan gaz holatdagi shar degan farazga olib keladi.

Yupiter atmosferasidagi qorong'i tasmalar va qo'ng'ir-qizil dog'lar aerazol (chang)dan tashkil topgan. Bu chang zarralari kattaligi $0.2-0.3$ mkm bo'lgan ammiak kristallidir.

Yorug' tasmalarni polisulfid zarralar: suv kristallari va ammiakning suvdagi eritmasi hosil qiladi. Yupiter atmosferasida T , P ning o'zgarishi 2.11-rasmda tasvirlangan. $P = 1$ atm qatlam bizga ko'rinadigan sirt bulut qatlamga mos keladi. Bu qatlamda $T \sim 100$ K atrofida va undan pastda P ichki qatlamlar tomon tez suratlar bilan yetib boradi. Bulut sirt qatlamdan yuqorida stratosfera, mezosfera va termosfera mavjud. Bu qatlamlardagi T , P va ρ lar rasmda keltirilgan. Sayyora ning bu qatlamlarida qutb yog'dular, chaqmoqlar chaqnashi kuzatilgan.



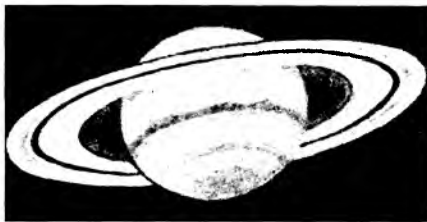
2.11-rasm. Yupiter atmosferasi kesimi.

Yupiter kuchli dipol ko'rinishdagi magnit maydonga ega. Uning kuchlanganligi qutblar yaqinida 4 gs, ekvatorida 0.3 gs. Sayyoraning magnit o'qi uning aylanish o'qi bilan 10° burchak tashkil etadi. Magnit maydon sayyora atrofida magnitosferani vujudga keltirgan va unda radiatsion belbog'lar mavjud. Yupiter kuchli dekametr diapazonda radionurlanish manbai. U sm va dm diapazonlarda ham radionurlanish sochadi. 3 sm da $T = 160$ K, 68 sm da 50000 K. Bu magnit maydonda elektronlar va protonlarning tormozlanishi natijasida hosil bo'ladi. Demak, Yupiterning radionurlanishi uning magnitosferasida hosil bo'ladi.

Yupiter ham Saturn singari ekvator tekisligi yaqinida ichma-ich joylashgan halqa (sayyora izidan 126 000 km balandlikkacha)larga ega. Bu halqalar yupqa (3 km) bo'lib, yonidan qaraganimiz uchun bizga ko'rinmaydi va mayda jismlar tosh. chang va gazdan tashkil topgan. Yupiterning 27 ta yo'ldoshi bor. Shulardan 4 tasi (Galiley kashf etgan) oddiy maktab teleskopida ko'rinadi. Bular Io ($R = 1820$ km, $m = 1.21m$, m-Oy massasi), Evropa (1565 km, 0.66 m), Ganimed (2640 km, 2.02 m) va Kallisto (2420 km, 1.44 m). Ioda 7 marta vulqon otilishi qayd qilingan. Qolgan yo'ldoshlarining kattaligi 10–240 km. Yaqinda yana 11 ta yo'ldosh kashf etildi, ularni kattaligi 3–8 km gacha va sayyoradan ≈ 22 mln km uzoqlikda uning atrofida aylanadi.

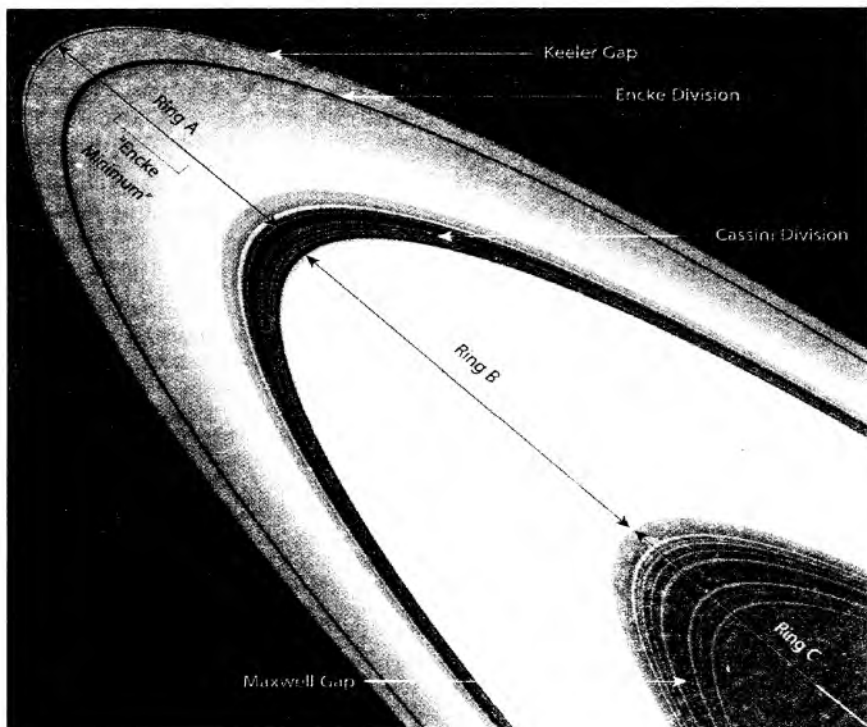
Saturn. Yupiterga o'xshash gigant sayyora. Biroq u Quyoshdan qaraganda ikki marta uzoqda ($a = 9.5$ a.b.) joylashgan. Shuning uchun unga Yupiterga qaraganda qariyb 4 marta kam Quyosh energiyasi tushadi. Bu energiyani 45% ni sayyora qaytaradi. Saturnda o'rtaicha zichlik 0.7 g/sm³ (Quyosh sistemasidagi eng kami).

Infaqizil nurlarda Saturn sirtining temperaturasi $83 \div 123$ K gacha, bu sayyoraning Quyosh yoritishi natijasida olgan issiqligidan (80 K) ko'p demakdir. Demak, sayyora ichki issiqlikka ega. Sayyorani radio temperaturasi sm li diapazonda 160 K, dm da — 240 K va 21 sm da — 300 K. Biz sayyoraning bulut qatlami sirtini ko'ramiz, uning ichki qatlamlari ko'rinmaydi. Saturnni tuzilishi Yupiternikiga o'xshaydi. Atmosferasining qalinligi 1000 km. Saturn sirtida ko'rinadigan tuzilmalar (bulutlar) Yupiterdagidan kam, ekvatori yaqinida qorong'i tasmalar yaqqol ko'rinadi. Vaqti-vaqti bilan yorug' va qorong'i dog'lar ko'rinib turadi. Ularning siljishi bo'yicha sayyoraning o'z o'qi atrofida aylanishi o'lchangan. O'q atrofida aylanish davri $10^h 14^m$, qutblari yaqinida 11^h . Biz esa sayyoraning atmosfera qatlamini ko'ramiz.



2.12-rasm. Saturnning Yerdan turib chizilgan (1962) yaxshi tasvirlaridan biri.

Sayyoraning kimyoviy tarkibi spektriga asosan aniqlangan. Uning spektrida metan (SH_4) va molekular vodorod (H_2) tasmalari bor. Atmosferasi asosan vodorod va geliydan tarkib topgan, metan 1%, ammiak ham bo'lishi kerak.



2.13-rasm. Voyajer kosmik apparat yordamida Saturn yaqinidan olingan halqalarning qism surati. A, B, C halqalar va Kassini oralig'i o'z navbatida ko'plab ingichka halqachalarga ajralib ko'rinmoqda.

Saturnni dipol ko'rinishdan magnit maydoni Yernikidan kuchli. Uning atrofida magnitosfera va radionion belbog'lar mavjud. Ular orasida bo'sh sohalar mavjud (bu sohalarida sayyora yo'ldoshlari aylanadi). Sayyora halqalari ham ana shu bo'shliqqa to'g'ri keladi. Halqalarni 1656-yilda X. Gyuygens (1629—1693) kashf etgan. Yerdan turib kuzatishlardan uchta halqa (ABC) borligi aniqlangan (138 000—120000 km balandliklarda (A), 116000—90000 km (B), 89000—72000 km (C)). Halqalar qalinligi 2 km va mayda qattiq modda, tosh bo'laklari va changdan tashkil topgan. $V_a > V_b$, aylana tezligi balandlik bo'yicha kamayib boradi. Kosmik avtomatik apparatlar («Pioner», «Voyajer») yana 4 ta halqa borligini (D-ichkarida, E, F, G tashqarida) aniqladi. A, B va C halqalar alohida-alohida aylanadigan halqalardan iboratligi aniqlandi (2.13-rasm).

Saturnning 28 ta yo'ldoshi bor, eng kattasi Titan bo'lib, u teleskopda ko'rinadi va Oydan 1.5 marta katta ($R \approx 2500$ km), massa 1.8 marta ko'p. Titan qalin metan atmosfera bilan o'ralgan, qolgan yo'ldoshlar Oydan juda kichik ($2R = 150 \approx 1400$ km). Yaqinda sayyoradan 10 mln km uzoqlikda uning atrofida aylanadigan 13 ta kichik ($2R \geq 7$ km) yo'ldosh kashf etildi.

d) Uran va Neptun. Bu sayyoralar Quyoshdan Yerga qaraganda 19 va 30 marta uzoqda joylashgan, uning atrofida 84 va 164 yil davr bilan aylanadi. Ularning burchakiy diametri 4 yoy sekundidan kam va issiqlik nurlanishi shu darajada kamki, uni infraqizil va radiodiapazonda o'lish mumkin. Nazariy temperatura 90—50 K. Radiodiapazonda o'lishlar $T \sim 100$ K ligini ko'rsatdi. Bu sayyoralar spektrida metan va vodorod (H) tasmalari eng intensiv. Atmosferasi vodorod (85%) va geliy (15%) lardan tarkib topgan. Oxirgi 10 yilliklar davomida Uran Quyoshga o'zining aylanish qutbi bilan o'grilganligi uchun qutblarida T ekvatoridagidan katta bo'lsa kerak, deb hisoblanar edi. O'lishlar T hamma qismlarida kam farq qilishini ko'rsatdi. Sayyoralar ichki issiqlik manbaiga ega. Atmosfera bosimi 0.1 bar bo'lgan qatlamda $T = 51$ K minimal temperatura kuzatiladi, bu ichki qatlamlar tomon temperatura ortib boradi.

1977-yilda Uranda ham halqa borligi kashf etildi «Voyajer-2». Hozirgi kunda Uran atrofida 10 ta halqa (sayyora markazidan 42—54 ming km uzoqlikda) va 15 yo'ldosh borligi (beshtasi Yerdagi turib, o'ntasi «Voyajer-2» yordamida) aniqlangan. Eng kattasi Titaniya ($2R = 1600$ km) kraterlar bilan o'yib tashlangan bir necha yuz km uzunlikdagi yoriqlar va bo'linishlari bor.

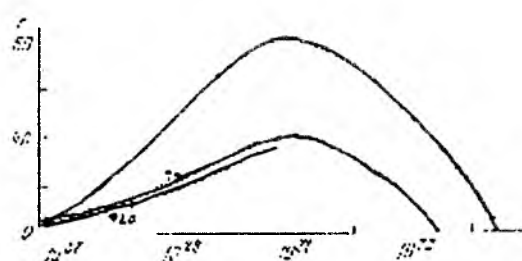
Neptun va Uran sirtida Yupiterdagidek bulut tuzilmalar yo'q. Chunki bu sayyoralarda ammiak qotgan holatga o'tgan, atmosferada bulutlar yo'q, uni to'liq ko'ramiz, shuning uchun bu sayyoralar spektrida metan tasmalari eng intensiv holatda. Neptunning o'rtacha temperaturasi 35 K, Uranning sirt temperasidan (51 K) kam farq qiladi. Neptun yuzida tuzilmalar ko'rinmagani uchun uni o'q atrofida aylanish davri noaniq topilgan.

Neptunning ikkita yo'ldoshi bor: Triton ($2R = 4000$ km) va Nereida (juda kichik). Tritonni Neptun fazodan tortib olgan va yo'ldoshga aylantirgan. Neptun atrofida ham halqa borligi aniqlangan.

2.6. Gigant sayyoralarning ichki tuzilishi

Gigant sayyoralarning ichki tuzilishi faqat nazariy yo'l bilan tekshiriladi va modeli sayyora kimyoviy tarkibiga, yengil va og'ir elementlar miqdoriga bog'liq holda tuziladi. Yupiterning ehtimoliy yuqori kimyoviy tarkibi: 72% vodorod, 22% geliy va 6% og'ir elementlar. Bu modelga ko'ra, Yupiterni vodorod+geliy atmosferasi 5 ming km (0.08 R) chuqurlikkacha yetib boradi. Bulutlarning ustki qatlami ammiak kristallari va tomchilaridan pastkilari suv tomchilaridan iborat. 5 ming km chuqurlikda bosim 200 ming atm, temperatura 2000°C. Bu qatlamda atmosfera keskin chegarasiz gaz suyuqlik qatlamga o'tadi. Suyuq qatlam ostida suyuq vodorod va geliy sohasi joylashgan va 24 000 km (0.35 R) chuqurlikda $T = 11\,000$ °C, bosim 3 mln atm. Bunday katta bosim ostida suyuq vodorod metallik fazaga o'tadi, u elektr o'tkazuvchan moddaga aylanadi. 66 ming km chuqurlikda (0.94R) sayyora o'zagi joylashgan. Bu yerda temperatura 25 000°C, bosim 20 mln atm. O'zak o'ta yuqori zichlikdagi suyuq holatda va kam miqdorda silikat

aralashgan vodorod+geliydan tarkib topgan. Bunday suyuq holatdagi o'zakda modda (plazma) oqimi magnit maydon hosil qiladi. O'zak markazida bosim 70 mln atm., temperatura 30 ming K.



2.14-rasm. Ichki issiqlik manbayiga ega bo'lmagan osmon jismlari uchun massa-radius bog'lanishi.

Saturnning ichki tuzilishi Yupiternikiga o'xshash. Qalinligi 1000 km atmosfera ostida geliy aralash suyuq vodorod qatlam joylashgan. 30 000 km chuqurlikda $T=10\ 000\ C$, bosim 3 mln atm. 0.7–0.8 R chuqurlikda vodorod metallik fazada elektr o'tkazuvchan. Bu qatlam ostida sayyoraning metallik silikat o'zagi joylashgan. O'zak massasi sayyora massasining 0.1 qismini tashkil etadi.

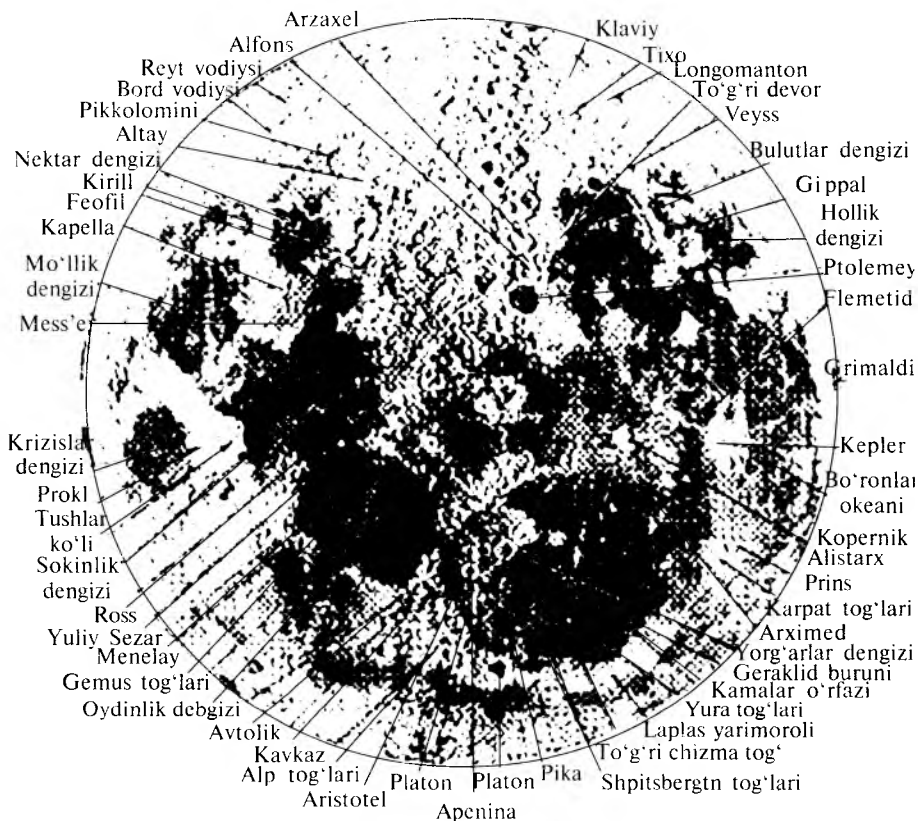
Sayyoralarning ichki qatlamlari gidrostatik muvozanatda bo'ladi, ya'ni har bir ajratilgan hajm birligiga ta'sir etayotgan bosim kuchi tortish kuchiga teng va ular qarama-qarshi yo'nalgan. Gidrostatik muvozanat tenglamasi berilgan massa va kimyoviy tarkib uchun sayyora radiusini, har bir qatlamda zichlik va bosimni hisoblashga imkon beradi.

Sayyoralarning ichki qatlamlarini hisoblashda bosim ortishi bilan vodorod suyuq, gaz keyin qattiq va nihoyat suyuq metallik holatga o'tishini hisobga olish zarur. 2.14-rasmda «massa — radius» diagrammasi tasvirlangan. U faqat vodoroddan, geliydan yoki muzdan iborat shar uchun hisoblangan va diagrammada sayyoralar o'rni ko'rsatilgan. Yupiter va Saturn vodorod sharga yaqin joylashgan. Uran va Neptun sof geliydan iborat sharga yaqin joylashgan. Bu sayyoralarda og'ir atomlar ko'proq bo'lganligi uchun ular bunday o'rin egallagan: 50% — suv, 20% — vodorod va shuncha metan, 5% — ammiak.

2.7. Sayyoralar yo'ldoshlari

Quyosh o'z atrofida aylanadigan sayyoralarga ega bo'lganidek, sayyoralarning ham atrofida ularga nisbatan kichik jismlar aylanadi. Bu jismlar sayyora yo'ldoshlari deb ataladi. Yer atrofida bitta (Oy), Marsda ikkita (Fobos, Deymos), Yupiterda 28 ta (11 tasi yaqinda topilgan), Saturnda 30 ta (13 tasi 2000–2001-yy.), Uranda 15 ta (10 tasini «Voyajer»), Neptunda 2 ta yo'ldosh aylanadi.

Bu yo'ldoshlarning eng kattasi Ganimed (Yupiterda, radiusi 2600 km), undan keyin Titan (Saturnda, 2440 km), Kallisto (Yupiterda, 2300 km), Triton (Neptunda, 1900 km), Io (Yupiterda, 1800 km), Oy (Yerda, 1738 km), Yevropa (Yupiterda, 1480 km), 16 yo'ldoshniki 100 km dan katta va 700 km dan kichik, qolganlari (55 ta) niki 3 km dan katta. Yana ham kichik (1 km) yo'ldoshlar soni yuzlab bo'lishi taxmin qilinmoqda.



2.15-Rasm. Oy sirti surati.

Yo'ldosh jismlar o'z sayyoralariga nisbatan juda kichik bo'lib (Oy bundan mustasno), ularning massalari yig'indisi sayyora massasini o'n mingdan biridan (Uran uchun) to to'rt mingdan birini (Saturn uchun) tashkil etadi. Oy massasi Yernikidan 81 marta kam va bu «ikki» samo jismni qo'shaloq sayyora deb atashadi. Pluton ($R = 1.5$ ming km) va uning yo'ldoshi Xaron ($R = 800$ km) ham qo'shaloq sayyora hisoblanadi.

Katta ($R > 100$ km) yo'ldoshlar shar shakliga ega bo'lgan qattiq sirtga ega jismlar bo'lib, kichiklari — noto'g'ri shaklga ega qattiq jismlardir. Titan qalin va quyuq metan atmosferaga ega. Titanni 2004-yilda Yevropa Kosmik Agentligi (EKA) uchirgan «Kassini — Gyugens» nomidagi avtomatik stansiya tekshirdi. Triton ham atmosferaga ega. Ioda yetti marta vulqon otilishi qayd qilingan. Yo'ldoshlar sirti Oynikiga o'xshaydi, ko'plab kraterlar, chuqurliklar kuzatiladi. Bu kraterlar vulqon otilishi (katta yo'ldoshlarda) va osmondan yo'ldosh yuziga tushgan toshlar (kichik yo'ldoshlarda)ning urilishi natijasida hosil bo'lgan. Yo'ldoshlarning yuza qatlamini (po'stlog'i) g'ovak ($\rho \sim 1.5$ g/sm³) vulqonik lava hosil qilgan. Yo'ldoshlar orasida Oy

yaxshi tekshirilgan va uning yuziga 4 marta ekspeditsiya tushirilib tekshirildi. Oy po'stlog'ining qalinligi 50—60 km, uni ostida 1000 km qalinlikda mantiya joylashgan. Mantiya radiusi 700 km bo'lgan o'zakni o'rab turadi. O'zakda temperatura 1000 K dan yuqori, bosim $6 \cdot 10^5$ atm. O'zak qattiq silikatdan iborat.

Oyning o'rtacha zichligi $\rho = 3.35$ g/sm³, yuzida og'irlik kuchi tezlanishi $g = 1.63$ m/s² (Yernikidan 6 marta kam). Oyning Yer atrofida va o'z o'qi atrofida aylanish davrlari bir xil 27^d.32, shuning uchun Oy Yerga hamma vaqt bir tomoni bilan qaragan. Oyda uzun kunduz kecha kunlari (14^d.8 Yer kuniga teng) davomida uning yuzi 403 K gacha qiziydi va kechasi 103 K gacha soviydi.

Oyni Yerga qaragan tomonida turli xil tuzilmalarni ko'ramiz: doira shakldagi pasttekisliklar (ularga 18-asrda dengizlar deb nom berilgan), masalan, Sokinlik dengizi yoki Xavfli dengiz. Ularning ko'ndalang kesimi 200 dan 1200 km gacha. Eng katta (2000 km) past tekislik To'fonlar okeani deb atalgan. Dengizlar va okeanlarda suv yo'q va ularning yuzi qorong'i modda bilan qoplangan (qotib qolgan vulqon moddasi)ligi uchun Yerdagi dengizni eslatadi. Dengizlar chegarasida qo'ltiqlarni ko'rish mumkin. Uncha katta bo'lmagan dumaloq shakldagi pasttekisliklar ko'llar deb atalgan. Dengiz, okean va ko'llar Oy yuzining 40 % ni egallaydi. Oy yuzining qolgan 60% qismi «quruqlik» (materik)lardir. Materiklar alohida tog'lar va tog' tizmalari bilan kesilgan. Eng baland tog' cho'qqilari 8 km. Tog'lar orasida uzun vodiylar joylashgan. Alp tog'lari hosil qilgan vodiyning uzunligi 170 km, kengligi 5—15 km. Oy yuzida ko'plab tekis tog'lar ko'rinadi. Tog'lar ko'plab har xil kattalikdagi kraterlar (dumaloq shakldagi hovuz, chuqurlik) bilan qoplangan. Ularning diametri 1 m dan 250 km gacha. Ularga olimlarning nomlari berilgan: Arximed, Aristotel, Alfons, Ptolemey, Ulug'bek va hokazo. Kraterlar halqasimon do'nglik bilan o'ralgan. O'rtasidagi tog'cha kuzatiladigan kraterlar vulqon otilishi natijasida hosil bo'lgan. Oyda kuchsiz vulqonik jarayon hozir ham kuzatiladi. Shakli karnayga o'xshagan kraterlar meteorit tushishi va portlashi natijasida hosil bo'lgan. Astronavtlar boshqargan «Appolon» kosmik kemalari (AQSH) 1969—1972 besh marta Oyga qo'ndirildi va 450 kg Oy jinsidan Yerga namuna keltirildi. Oyda Yerdagiga qaraganda xrom, titan va sirkaniy ko'proq, kaliy va natriy kamroq. Oy jinsi g'ovak (50%), mayda zarralar va chang (regolit deyiladi) ichida meteorit modda uchraydi. Bu jinslarning yoshi 4.5 mld yil, ya'ni Yer jinslarinikidek.

2.8 Quyosh sistemasining kichik a'zolari

Quyosh atrofida undan har xil masofada elliptik orbitalar bo'ylab ko'plab mayda jismlar ham aylanadi. Ularning ko'pchiligi Quyosh sistemasining asl a'zolari bo'lib, ularning orbita tekisligi Yer orbitasi (ekliptika) tekisligiga yaqin joylashgan. Bular asteroidlar (mayda sayyoralar)dir. 100 ta asteroid orbitasining ekliptika bilan tashkil qilgan burchagi $i > 20^\circ$. Ayrim mayda

jismlar orbitasi ekliptika tekisligidan ancha chetda joylashadi. Ular orasida kometalar ajralib turadi. Bu jismlar Quyosh sistemasiga, uning tashqarisidan kirgan. Sayyoralararo muhit ko'plab mayda jismlar, zarralar, chang va gaz modda bilan to'lgan. Bularning hammasi Quyosh sistemasi a'zolaridir va katta sayyoralar bilan birgalikda sistemani hosil qiladilar. Endi shu jismlarning fizik tabiati bilan tanishib chiqamiz.

a) Asteroid (kichik sayyora) lar. Asteroid yulduzsimon yoritqichdir. Bu yoritqichlar ham yulduzlar osmonida asta-sekin siljib yuradigan, ya'ni sayyor jismlardir. Ular ham Quyosh sistemasiga kiradigan boshqa jism (sayyora) lar singari o'zlaridan yorug'lik chiqarmaydilar. Biz ularning Quyosh yoritgan qismlarini ko'ramiz. Ularni **kichik** sayyoralar ham deb atashadi. U holda 8 ta sayyora katta va bir necha ekzo (sayyora kabi) sayyora bo'ladi.

Hozirgi kunda bunday jism (asteroid)larni 20 000 dan ortig'i qayd qilingan. Birinchi **kichik** sayyora bundan 200 yil oldin, 1801-yil sisiliyalik (Italiya) Juzeppe Piasii (1746—1826) tomonidan kashf etilib, unga Serera (antik hosildorlik xudosi) deb nom berilgan. 1983-yil 1-noyabrgacha 2958 ta **kichik** sayyora ro'yxatga olingan. 1999-yilning martiga kelib asteroidlar soni 10 000 dan oshdi va 2001-yilni yanvariga kelib bu asteroidlar soni 20 000 ga yetdi va hozir bu son 21 000 dan oshib ketdi. **Kichik** sayyoralar markazi (Kembrij, AQSH) bankida 90 000 dan ortiq asteroid to'g'risida ma'lumot to'plangan. Ularning ko'pchiligi orbitasi hali hisoblanganicha yo'q. Bu mayda sayyoralar maxsus robotik teleskoplar (LINEAR) yordamida ochilmoqda. Oxirgi (20 yil) yillarda ishga tushirilgan katta teleskoplar va Xabll kosmik teleskopi 25 m kattalikkacha yorug'likka ega bo'lgan yoritqichlarni qayd qilishga imkon berdi.

Eng katta mayda sayyora (Serera)ning diametri 1000 km, 14 ta asteroidning diametri 250 km dan katta. Ko'pchilik asteroidlarning ko'ndalang kesimi bir necha km. Kattaligi 1 km dan katta bo'lgan jismlar asteroid, undan kichiklari meteoroid deb ataladi. Asteroidlar soni 100000, meteoroidlarniki yuz millionlab bo'lsa kerak, degan taxminlar mavjud.

Ko'pchilik asteroidlar orbitasi Mars bilan Yupiter orbitalari orasida joylashgan. Bu soha asteroidlar hosil qilgan belbog' deb ataladi. Asteroidlar belbog'i o'rtasini Quyoshdan uzoqligi 2.77 astronomik birlik va u Tisius - Bode qoidasida $n=3$ ga to'g'ri keladi. Ayrim asteroidlar orbitasi cho'zinchoq ellips bo'lib, belbog'dan tashqariga chiqadi. To'rtta asteroid (Ikar, Germes, Eros, Adonis) Quyoshga yaqinlashganda Yer orbitasini kesib o'tadi. Ikar bilan Yer orasidagi masofa 1968-yilda 7 mln km bo'lgan. Bu Yerga eng yaqin kelgan asteroiddir. Uning diametri 1.5 km. Gidalgo uzoqlashganda Saturn orbitasigacha yetadi, Xiron esa undan ham o'tadi ($a=13.7$ a.b.). Xaron, Saturn va Uran orbitalari orasida harakat qiladi. Katta asteroidni bir necha o'nta mayda jismlar o'rab harakat qiladi, ya'ni bitta oilani tashkil etadi. Bunday «oila»larni 50 dan ortig'i kashf etilgan. Ular asteroidlarning o'zaro to'qnashishi natijasida hosil bo'lgan.

Asteroidlar qattiq jismlar bo'lib, ularning ikki xili mavjud: tosh asteroid ($\rho \sim 2$ g/sm³) va temir — nikel asteroid ($\rho \sim 7-8$ g/sm³). Eng katta asteroid

Sereraning massasi $1.4 \cdot 10^{21}$ kg — Yernikidan 4.4 ming, Germesniki — 10^{12} kg — Yernikidan milliardlab marta kam. Asteroidlar o'z o'qi atrofida aylanadi va ular orasida qo'shaloqlari ham bor.

b) Kometalalar. Quyosh atrofida aylanadigan boshqa osmon jismlari (sayyoralar) dan butunlay farq qiladi. Birinchidan ular faqat Quyoshga yaqinlashganidagina ko'rinadi va unga yaqinlashgan sari shakli o'zgarib boradi. Grekcha «kometes» — sohli yoki bizdo dumli yulduz nomi bilan ataladigan yoritqich.

Kometa Quyoshdan 2—3 astronomik birlik uzoqlikda kichkina tumansi-mon gardishcha shaklida ko'rinadi. Quyoshga yaqinlashgan sari gardishcha kattalashib yorug'lasha boradi va gardishchani Quyoshga nisbatan qarama-qarshi tomonida dumsimon nur hosil bo'ladi. Kometa Quyosh atrofini aylanib o'tayotganda bu dum kometa atrofida aylana boshlaydi va hamma vaqt Quyoshga nisbatan qarama-qarshi tomonga yo'nalgan bo'ladi. Quyosh yaqinida dumning uzunligi maksimal darajaga (bir necha o'n mln km) yetadi. Kometa Quyosh atrofini aylanib o'tgandan keyin undan uzoqlasha boshlaydi va bunda endi dum uni oldiga o'tib olgan bo'ladi. Demak, dum hamma vaqt Quyoshga nisbatan qarama-qarshi tomonga yo'nalgan bo'ladi.

Ikkinchidan, kometalalar Quyosh atrofida cho'zinchoq elliptik (eksentristeti $e \approx 1$) yoki parabolik orbita bo'ylab harakat qiladilar. Orbita tekisligi ekliptika bilan ixtiyoriy (0 dan 90 gacha) burchak tashkil etadi (sayyoralar orbitalari ekliptika tekisligi yaqin atrofida joylashadi). Ko'pchilik kometalarning orbitasi shunday kattaki, uning Quyoshdan eng uzoq nuqtasi (afeliy) Pluton orbitasidan (40 a.b.) tashqarida, Quyoshdan minglab a.b. uzoqlikda Quyosh sistemasidan tashqarida bo'ladi. Ular ehtimol Quyoshga Yerda sivilizatsiya paytida bir marotaba yaqinlashadilar, ikkinchi yaqinlashish 100 ming yildan keyin ro'y berishi mumkin. Bunday hollarda kometani Quyosh sistemasiga kiradigan jism deb qarash noto'g'ri. Biroq cho'zinchoq elliptik ($e > 0.5$) orbita bilan Quyosh atrofida bir necha yildan bir necha yuz yil davr bilan aylanadigan kometalalar ham bor. Bunday kometalalar davriy kometa deb ataladi va ular ko'p marta (100 martagacha) Quyoshga yaqinlashgan. Bunday kometalarning 1000 dan ortig'i ro'yxatga olingan. Gigant sayyora ta'sirida kometa parabolik orbitadan elliptik orbitaga o'tishi mumkin. Eng qisqa davrga (3,3 yil) ega kometa Enke-Baklund kometasidir, u 1786-y. da kashf etilgan.

Aylanish davri 4.9 y. dan — 10 yilgacha bo'lgan 90 dan ortiq kometani afeliyi Yupiter orbitasi yaqinida bo'lganligi uchun ularni Yupiter oilasiga kiruvchilar deb atashadi. Bu kometalarni orbitasi ekliptika yaqinida joylashgan. Shuningdek, Saturn (Uran, Neptun) oilasiga kiruvchi (davri 12—20 yil) kometalalar ham bor. Bu oila a'zolari shu gigant sayyoralar tortishish kuchi ta'sirida oilaga bog'langan. Ayrim kometalarning orbitasi gigant sayyoralar ta'sirida o'zgaradi.

Uchinchidan, kometalalar Quyosh atrofida aylanaverib asta-sekin yemirila boshlanadi va oqibatda butunlay parchalanib ketadi. Masalan, 1772-yilda birinchi marta kuzatilgan Biela kometasini 1815, 1826, 1932, 1845-yillarda

ham kuzatilgan va 1846-yilda kometa Quyosh yaqinidan o'tgandan keyin ikkiga bo'lingan. Biela kometasi yana bir marta Quyoshga yaqinlashgan va juda xira ko'ringan. Shundan keyin kometa bo'laklari butunlay ko'rinmay qolgan va kometa orbitasida meteor oqim kuzatila boshlangan. Demak, kometalarni Quyosh sistemasining boshqa a'zolaridan farqi shuki, ular noturg'in, qisqa vaqt yashaydigan jismlardir.

Oxirgi yillarda katta optik kuchga ega teleskoplar va sezgir nurlanish priyemniklarini kometa izlashga qo'llash natijasida har yili 50 ga yaqin kometa kashf etilmoqda. Bular odatda, xira bo'lib, bir qismi davriy kometa bo'lsa, bir qismi ikkinchi bor kuzatilayotgan, qolganlari esa yangi kometa bo'lib chiqmoqda. Ammo qurollanmagan oddiy ko'zga ko'rinadigan yorug' kometalar har 15 yilda bir marta kuzatiladi.

Kometa kichik o'zakni o'rab turuvchi qobiq (u bosh deb ataladi) va dumdan iborat bo'ladi. Bosh kometaning eng yorug' qismi bo'lib, undan chetlashgan sari ravshanlik pasaya boradi, eng xira qismi dumdir. Boshdan uzoqlashgan sari dumning ravshanligi asta-sekin pasaya boradi va osmon foni bilan tenglashib ketadi. Bosh va dumda modda zichligi shu darajada pastki, ularning orqasidagi yorug' yulduzlarni ko'rish mumkin. Kometa o'zagi bir necha km dan bir necha o'n km gacha kattalikka ega. U muz holatdagi jism bo'lib, chang, har xil kattalikdagi tosh va metall zarralarni o'z ichiga oladi. Uning tarkibida ammiak, metan, is gazi, sian, azot, suv va boshqa gazlar borligi aniqlangan.

Quyoshga yaqinlashgan sari o'zak qiziy boshlaydi va gazlana boshlaydi, uning atrofida gaz qobiq, bosh hosil bo'ladi. Bosh moddasi gaz va chang zarralaridan iborat va bu zarralarga ikki xil kuch ta'sir qiladi: Quyoshning tortish kuchi va itarish kuchlari. Tortishish kuchi — gravitatsiya kuchi. Itarish kuchlariga zarralarga Quyosh nuri berayotgan nuriy bosim va Quyosh shamoli berayotgan bosim kuchlari kiradi. Bu kuchlar hamma vaqt Quyoshdan radial yo'nalishda yo'nalgan va shuning uchun ular bosh moddasini shu radial yo'nalishda cho'zadi. Dumning shakli Quyoshning zarralarga ta'sir etayotgan gravitatsion va itarish kuchlarining nisbatiga bog'liq.

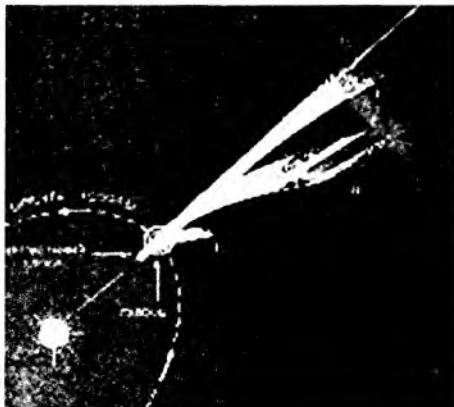
Rus olimi F.A. Bredixin (1831—1904) dum shakllarini 5 turga bo'lishni fanga kiritgan.

I_0 tur dumlar: Quyosh bilan o'zakni unga simmetrik ravishda tutashtiruvchi to'g'ri chiziq bo'ylab yo'nalgan bo'ladi; itarish kuchlari gravitatsiya kuchlaridan 1000 marta kuchli; ionlashgan yengil gazlardan iborat, asosan Quyoshdan kelayotgan zarralar oqimi va magnit maydon ta'sirida hosil bo'ladi.

I tur dumlar: kometa harakati yo'nalishga teskari tomonga biroz og'gan, qariyb to'g'ri chiziq bo'ylab yo'nalgan; itarish kuchlari gravitatsiya kuchlaridan 10—100 marta kuchli; ionlashgan gaz molekularidan iborat I_0 turdagi dumlar singari hosil bo'ladi.

2.16-rasm. Kometa dumi turlari

(Bredixin bo'yicha): I₀ — to'g'ri chiziq bo'yicha yo'nalgan, itarish kuchlari tortish kuchlaridan juda katta bo'lgan gaz moddadan iborat; II — to'g'ri chiziqdan ancha chetlashgan, tortish va itarish kuchlari kam farq qiladi, molekula va chang zarralaridan iborat dum.



II tur dumlar: kometa harakatiga nisbatan orqa tomonga anchagina egilgan; itarish kuchlari gravitatsiya kuchidan bir necha marta kuchli; gaz molekulari aralashgan changdan iborat.

II₀ tur dumlar: harakatga nisbatan orqa tomonga katta burchakka og'gan to'g'ri chiziq bo'ylab yo'nalgan; chang zarralaridan tashkil topgan; itarish kuchlari gravitatsiya kuchiga qariyib teng.

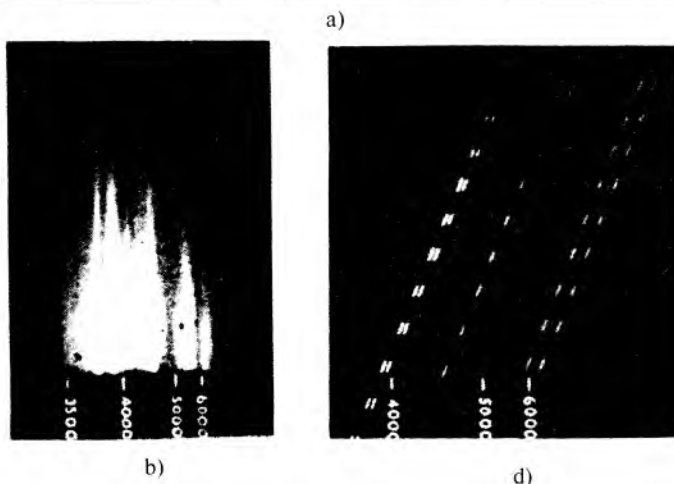
Anomal tur dumlar: Quyosh tomonga yo'nalgan; katta chang zarralaridan tashkil topgan, itarish kuchlari gravitatsiya kuchidan juda kam.

Ayrim kometalar bir vaqtning o'zida bir necha turdagi dumlarga ega bo'ladi. I tur dumlar spektrida yengil gaz ionlarining emission chiziqlari kuzatiladi. Bu chiziqlar dum moddasidagi ionlarga Quyoshning ultrabinafsha nurlari ta'sir etib, ularning nurlanishi (rezaonans fluoreinsiya) natijasida hosil bo'ladi. I tur dumlar spektrida molekula ionlarining emission tasma (polosa)lari ko'rinadi. Anomal turdagi dumlar spektri esa tutash spektrdan iborat va u Quyosh nurini chang zarralaridan aks qaytishi va sochilishi natijasida ro'y beradi.

Kometa moddasini o'rganish kosmik materiyani tekshirishda muhim ahamiyatga ega. Shu maqsadda 2005-yilda Rempel kometasi avtomatik kosmik apparat yordamida urildi (otildi) va urilishdan ajralgan kometa moddasi tekshirildi yoki Galley kometasi «Vega» avtomatik stansiyasi yordamida 1986-yilda tekshirilgan edi.

d) Meteorlar. Meteor xalq tilida «uchar yulduz»lar deb nom olgan va to'g'ri chiziq shaklda uzayuvchi chaqnashdan iborat. Aslida u atmosfera (meteor — atmosferaviy demakdir) hodisasi bo'lib, uni Yer atmosferasiga tashqaridan kirib kelayotgan mayda kosmik qattiq jismlar hosil qiladi va u bir necha daqiqa kuzatiladigan yorug' ingichka iz sifatida ko'rinadi. Shuning uchun u atmosfera hodisasi yoki meteor deb ataladi.

Meteorlar har xil yorug'likka ega bo'ladi va ularning yorug'ligi yulduziy kattaliklarida ifodalanadi. Kuzatish vositasi bilan qurollanmagan tajribali odam ko'z bilan ko'rinadigan eng xira meteor 5 yulduziy kattalikka ega. Bunday meteorning tezligi 40 km/s, massasi 0.01 g bo'lgan zarracha hosil qiladi. Nolinchi kattalikdagi va undan yorug' meteorlarni tajribasiz kuzatuvchi ham ko'ra oladi. Bunday meteorni massasi 1 g, tezligi 30—40 km/s bo'lgan



2.17 va 2.18-rasm. Xulkar yaqinida kuzatilgan meteor (a) va temir (b) hamda tosh (v) meteor spektri. Temir meteor spektrida ko'plab emission, tosh spektrida kalsiy ionining H va K chiziqlarini ko'rish mumkin.

kosmik jism hosil qiladi. Katta kg li massaga ega bo'lgan, meteorlarning yorug'ligi (-10) Oy ravshanligi darajasida bo'ladi va kunduzi ham ko'rinadi. Bunday meteorlar «uchar yulduz» shaklda emas, balki uchar olov shar shaklda va uning izi bir necha minut davomida ko'rinib turadi. Bunday hodisa bolid (sport o'yini quroli otiladigan nayza nomidan kelib chiqqan) deb ataladi.

Sayyoralararo fazoda ko'plab mayda zarralar (mikrometeor) harakat qilib yuradi. Ko'pchiligining massasi grammning yuzdan va mingdan birini tashkil etadi. Ular orasida massasi kg va tonnalarga, kattaligi sm va metrlarga tenglari ham uchraydi. Biroq bundaylari juda kam va ular Yerga tushsa meteorit deb ataladi. Sayyoralararo fazoda mikrometeorlar konsentratsiya juda kam: Yer atrofida u bir km^3 ga bitta to'g'ri keladi. Bu zarralarning ko'pchiligi Yerga nisbatan $10-15$ km/s, ayrimlari esa 75 km/s gacha tezlik bilan harakat qiladilar. Yer atmosferasiga kirayotib ularning ko'pchiligi ($d < \text{bir mkm}$) katta qarshilikka uchramaydi, asta-sekin Yer yuzigacha yetib keladi va Yerga tushadi. Natijada bir yilda Yer yuziga bir necha ming tonna modda tushadi.

Agar zarra 30—40 km/s va undan katta tezlik bilan Yer atmosferasiga kirib kelsa, uning yo'lida atmosfera tez suratlari bilan qiziy boshlaydi va chaq nab yorug' iz hosil qiladi. Zarraning massasi m va tezligi v bo'lsa, uning kinetik energiyasi $mv^2/2$ va $m=1$ g. $v=30$ km/s bo'lganda $mv^2/2=4.5 \cdot 10^3$ J bo'ladi. Bu $3 \cdot 10^7$ lm nurlanish oqimi beradi va Yer yuzida (agar meteor hodisa 100 km balandlikda ro'y bersa) $3 \cdot 10^{-4}$ lk yoritilganlik hosil qiladi. Bunga $m \approx -5^m$ yulduziy kattalik mos keladi. Meteor jismning tezligi qancha katta bo'lsa, u shuncha yorug' iz ko'rsatadi. Ko'pchilik meteor hodisalar Yer yuzidan 80—120 km balandlikda boshlanadi va zarra atmosferada to'la bug'lanib 30—40 km balandlikda so'nadi.

Meteorlarning spektri emission chiziqlar va xira tutash spektrdan iborat. Tutash spektr meteor jismning qizishi (3000 K) natijasida chiqadigan nurlanishga tegishli bo'lsa, emission chiziqlar atmosfera gazlari (Ne)ga va jism bug'lanishidan hosil bo'lgan atomlar (O, Na, Ag, Al, Si, Fe)ga tegishlidir. Meteor o'z harakati davomida unga qarshilik ko'rsatayotgan atmosferani (molekulalar) qizdirib yuboradi, kinetik energiyasini ularga beradi. Natijada meteor izidagi molekulalar va atomlar nurlanishi bir necha sekund davom etadi. Tez harakatlanayotgan ayrim meteorlar spektrida hatto ayrim ionlar (Na^+ , Si^+ , Ca^+ , Fe^+ , N^- , va O^-) chiziqlari ham ko'rinadi.

Meteor izining ma'lum bir qismida (40—50 km balandlikda) uning yorug'ligi maksimal darajaga yetadi va undan keyin uning yorug'ligi ham, tezligi ham pasayadi. Bu hodisa meteor jismning parchalanishi bilan bog'liq.

Osmonning har xil tomonida bir-biri bilan bog'liq bo'lmagan holda chaq naydigan meteorlar sporadik (yakka, tasodifiy) meteor deyiladi. Bir soat ichida teleskopsiz yorug'ligi $+3^m$ gacha bo'lgan o'rtacha 5—6 ta sporadik meteor sanash mumkin. Agar kuzatishga teleskop qo'llansa, meteorlar soni juda (ming marta) ko'payib ketadi. Bir sutkada jami 10^6 — 10^8 ta meteor kuzatish mumkin. Bunday yakka uchraydigan meteorlar bilan birgalikda ayrim paytlarda meteorlar yomg'iri deb ataladigan jarayonni ham kuzatish mumkin. Meteorlar yomg'iri Quyosh atrofida ma'lum orbita bo'ylab aylanayotgan zarralar oqimini Yer kesib o'tayotganda ro'y beradi. Chunki yomg'ir a'zolari izini orqaga xayolan davom ettirsak, ular bir nuqtada kesishadi. Bu nuqta meteor oqimining radianti deb ataladi. Oqim radianti qaysi yulduz turkumiga to'g'ri kelsa, oqim shu yulduz turkumi nomi bilan ataladi. Masalan, avgust oyining o'rtalarida kuzatiladigan meteorlar yomg'iri radianti Persey yulduz turkumiga to'g'ri kelganligi uchun bu oqim Perseidlar deb ataladi. Meteorlar oqimi kometalarning parchalanishi natijasida hosil bo'ladi.

Ko'pchilik meteor jismlar atmosferada bug'lanib ketadi yoki parchalanib, sekinlashib Yer yuziga mayda-mayda chang holatda asta-sekin tushadi. Natijada Yer o'z massasini bir yilda bir necha ming tonnaga oshiradi. Ayrim katta (o'nlab va undan ko'p kg massaga ega) meteoridlar Yer atmosferasida to'la erib, bug'lanib ulgira olmaydi va ularning qolgan qismi Yer yuziga tushadi. Bular meteorit deb ataladi va ularning 3000 ga yaqini topilgan va



2.19-rasm. Radianti Ajdaho yulduz turkumida bo'lgan meteorlar.

tekshirilgan. Topilgan meteoritlarning massasi bir necha grammdan bir necha o'n tonnagacha yetadi. Bu topilmalarning 90% i tosh, 5—6 % temir va qolganlari temir-tosh meteorit ekani aniqlangan. Tosh meteorit moddasining 47% i — kislorod, 21% — kremniy, 16% — temir, 14% — magniy; temir — toshning 55% — temir, 19% — kislorod, 12% — magniy, 8% — kremniy, 5% — nikel; temir meteoritning 91% temir, 8% — nikel.

Temir meteoritlarda nikel miqdori Yerdagi temir rudalaridagidan ko'p. Tosh meteoritlar tarkibi Yerning ichki qatlamlari jinsi tarkibiga o'xshash bo'ladi. Ularda kislorod va kremniy miqdori Yernikidek, biroq magniy, temir va nikel Yerdagidan ko'p. Yer po'stlog'ida esa aluminiy, natriy, kaliy va kalsiy ko'p. Yer po'stlog'ida temir meteoritdagiga qaraganda kam, bunga sabab temir Yerning o'zagiga tushgan. Shunday qilib,

meteorit moddasi tarkibi Quyosh sistemasining, shuningdek, Yerni hosil qilgan dastlabki modda tarkibini ko'rsatadi va bu dastlabki moddada kremniyga nisbatan temir miqdori 0.53 ± 0.06 bo'lgan.

2.9. Quyosh sistemasining kelib chiqish gipotezasi

a) Sayyoralar orbitalaridagi o'xshashliklar. Quyosh sistemasi to'g'ri-sidagi har qanday nazariya sayyoralar orbitalari holatidagi umumiyliklarni hisobga olishi shart. Bular qadimdan ma'lum bo'lgan:

1) sayyoralarning osmonda tor tasma soha (zodiak) ichida harakat qilishi. Barcha katta sayyoralarning orbitalari Yer orbita tekisligi (ekliptika) bilan kichik burchak hosil qiladi (taxminan ustma-ust tushishi);

2) sayyoralar Quyosh atrofida bir xil yo'nalishda, Yerning shimoliy yarimsharidagi kuzatuvchi uchun g'arbdan sharqqa tomon aylanishi; teleskop yodamida kashf etilgan:

3) sayyoralar orbitalari aylanadan kam farq qiladigan ellips ekanligi;

4) sayyoralarning orbita tekisliklari Quyoshning ekvator tekisligiga yaqinligi;

5) katta sayyoralarning ko'pchilik yo'ldoshlari harakati bu qonuniyatlarga mos kelishi;

6) Venera, Uran va Plutondan boshqa barcha sayyoralar o'z o'qlari atrofida Quyosh bilan bir xil yo'nalishda aylanishlari;

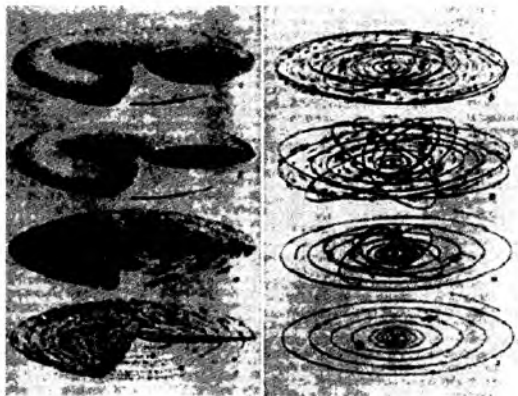
7) sayyoralarning Quyoshdan uzoqligi ma'lum (Tisius-Bode) qonun bilan ifodalanishi. Bu bog'lanishlar tasodifan bo'lmasligi kerak.

b) Sayyoralar tizimining hosil bo'lishi to'g'risida dastlabki gipotezalar va ularning kamchiliklari. 1775-yilda nemis filosof olimi E.Kant sayyoralarning Quyosh bilan bir xil yo'nalishda aylanishini, ular Quyosh tizimini to'ldiruvchi ulkan chang bulutdan hosil bo'lgan deb tushuntirgan. 1796-yilda fransuz olimi P.Laplas Quyosh va uning atrofida aylanadigan barcha jismlar u bilan birgalikda yagona gaz + chang tumanlikdan hosil bo'lgan degan gipotezani olg'a surdi. E. Kant va P. Laplas sayyoralarni bir xil, tarqoq moddadan hosil bo'lishini targ'ib qilganlar.

Umuman olganda, to'g'ri yo'nalishda bo'lgan bu gipoteza jiddiy kamchiliklarga ega. Avvalo bu sayyoralar bilan Quyosh orasida massa va aylanish momentlarining taqsimlanishidagi nosozlik: 99% massa Quyoshda, 98% aylanish momenti sayyoralarda. Agar ular bitta tumanlikdan bir vaqtda tumanlikning siqilishi natijasida hosil bo'lgan bo'lsa, Quyosh hozirgidan yuz marta tez aylanishi kerak. 20 asrning 60-yillarida Quyosh va sayyorasimon bulutning birgalikda hosil bo'lganligini ko'rsatuvchi gipotezani kompyuterda hisoblashga asoslangan nazariyasi birinchi bor ishlab chiqildi. Siqilayotgan quyoshsimon bulutdan aylanma (rotatsion) noturg'unlik tufayli moddaning ajralishi ko'rsatildi.

Angliyalik olim F.Xoyl (1960) aylanayotgan magnitlangan Quyoshga ionlangan moddadan tarkib topgan sayyorasimon bulutning osilib aylanishi Quyoshning aylanish momentini kamayishiga va bulutniki esa ko'payishini ko'rsatdi. Uning fikricha tizimning tashqi, magnit maydon kuchsiz qismlariga modda va aylanish momenti turbulensiya tufayli uzatiladi. Aylanish momentini qayta taqsimlanishining yana bir yo'li sistema ichiga tomon yo'nalgan moddaning ishqalanish kuchlari tufayli sekinlashuvi natijasida aylanish momentining tashqi tomon uzatilishi bo'lishi mumkin.

Fransuz olimi E.Shasman 1967-yilda Quyoshning sekin aylanishini, u shakllanib bo'lgandan keyin Quyoshning yuzidan bir qism moddani otilib chiqishi va sayyoralar arofazoga tarqalishi bilan tushuntirdi. Magnit kuch chiziq-lari bo'ylab tarqalayotgan bu modda Quyoshning aylanish momentini o'zi bilan olib ketadi. Bu effektlar hozirgi zamonda topilayotgan yulduz-



2.20-rasm. Gaz va chang bulutdan sayyoralarni hosil bo'lishi kompyuterda hisoblab chiqarilgan.

simon tuzilmalarda tekshirilib ko'riladi va modellarida qo'llaniladi. *Таблица 4.*

Kant-Laplas gipotezasining yana bir kamchiligi sayyoralar kimyoviy tarkibining biroz farq qilishidir. Saturn va Yupiter tarkibi Quyoshnikiday (H — 71%, He — 27%) biroq Saturnda og'ir elementlar eng ko'p, Quyoshda, aksincha, eng kam. Uran va Neptunda H va He 10—20%. Yer tipidagi sayyoralarda og'ir elementlar ko'p, biroq og'ir inert gazlar Ne, Ar, Kr Xe miqdori Quyosh va koinotdagidan kam. Bu kamchiliklarni bartaraf etish maqsadida rus olimi O. Shmidt 1943-yilda va uning izdoshlari planetar bulut gipotezasiga tuzatish kiritishdi. Ularning fikricha, Yer tipidagi sayyoralar yulduzlararo muhitdan Quyosh uzib olingan sovuq jismlar va zarralar oqimidan tashkil topgan deyiladi. Dastlab sovuq chang va qattiq modda (protoplaneta halqa)ning yuqori qismlaridan uning Quyosh ekvatori tekisligidagi disk qismiga qo'naboshlagan va o'zaro yopishib kattaroq jismlar hosil qilgan. Sayyoralarni hosil bo'lishi ikki bosqichda bo'lgan: avval changdan kattaligi yuzlab km bo'lgan ko'plab oraliq jismlar hosil bo'lgan, keyin, bu oraliq jismlar g'ujlaridan sayyoralar hosil bo'lgan. Gigant sayyoralar birinchi bosqichida chang bilan birgalikda gazni yig'gan.

d) Sayyoralarni hosil bo'lish nazariyasining hozirgi ahvoli. Astrofizik tekshirishlarning ko'rsatishicha, yulduzlar, shu bilan birga Quyosh, yakka holda emas, balki ko'plab, massasi 10^5 Quyosh massasiga teng bulutlar ichida hosil bo'ladi. Galaktikaning aylanishida ishtirok etayotgan siqilayotgan massa katta aylanish momenti tufayli yuqori zichlikkacha siqila olmaydi. U alohida bo'laklar (fragment)ga ajraladi (2.20-rasm) va aylanish momentining bir qismi bu bo'laklarning nisbiy harakatiga aylanadi. Bo'laklarga ajralish betartib turbulent harakatlar, g'alayonlantiruvchi kuchlar, zarb to'lqinlar ta'sirida juda murakkab tarzda ro'y beradi. Tumanlikdagi magnit maydon kuch chiziqlari chuvalashib ketadi. Ammo massasi Quyoshnikidek, katta boshlang'ich aylanish momentiga ega bo'lmagan bo'lakning rivojlanishi EHM da hisoblab chiqilishi mumkin. Aylanish momenti katta bo'lakdan noturg'un halqa va bu yana bo'linib qo'shaloq yulduz hosil bo'ladi.

Siqilayotgan protoyulduz (yulduzsimon gaz shar) atrofida ichida yapoloq chang gardish (disk) bo'lgan protosayyora belbog' shakllanadi. Uning ekvatorial sohasida aylanish momentining intensiv ravishda qayta taqsimlanishi ro'y berishi kerak. Diskga tushayotgan (akkretsiya) gazni effektiv turbulensiya holatida ortiqcha momentga ega modda qismlari tashqariga chiqarib yuborib aylanayotgan gaz-chang diskni hosil qiladi. Bu diskning o'rta qismiga chang yig'ila boshlaydi va chang zarralar bir-biriga yopishib ularning massasi orta boshlaydi, natijada yassi chang subdisk hosil bo'ladi. Keyinchalik subdiskni chang quyuqmalariga ajralishi ro'y beradi va bu quyuqmalar asteroid singari zich jismga aylanadi. Bu oraliq jismlar va ularning bo'laklaridan sayyoralar hosil bo'ladi. Sayyoralar soni protosayyora belbog'ning boshlang'ich massasiga bog'liq. Yer tipidagi sayyoralar hosil bo'lishini qoniqarli tushuntiradigan bu model gigant sayyoralarni tushuntirishda ma'lum qiyinchiliklarga uchraydi.

YULDUZLAR FIZIKASI

3.1. Statsionar yulduzlar

Ko'pchilik yulduzlar Quyosh singari tabiatga ega. Chunki ularning spektri Quyoshnikiga o'xshash qora (yutilish, absorbsion) chiziqlar bilan kesilgan tutash (uzluksiz) spektrdan iborat. Past dispersiyali spektrga bir qarashdan hosil bo'lgan bu o'xshashlik yuqori dispersiyalilarda yo'qoladi.

Yulduzlar olami rang-barang, ular orasida aynan Quyoshga o'xshaganlari ham bor. Biroq ko'pchilik yulduzlar spektrida chiziqlarini joylashishi va intensivligi bo'yicha Quyoshdan farq qiladi, ayrimlarning spektrida yuqori ionlanish potensialiga ega bo'lgan kimyoviy element ionlari (H^+ , C^{++} , O^{++}) chiziqlari ko'rinsa, boshqalarinikida faqat vodorod atomi chiziqlari, uchinchi xillarini kida esa faqat past ionlanish potensialiga ega atom va molekular chiziqlari, tasmalari kuzatiladi.

Yuqorida ko'rganimizdek, tutash spektr yulduz (Quyosh)ning fotosfera qatlamining pastki qismlarida, chiziqlar esa uning ustki nisbatan past temperaturaga ega qismlarida hosil bo'lsa, yulduzlarning spektridagi rang-baranglik fotosferasidagi fizik sharoitning turlichaligi bilan bog'liq degan xulosaga kelamiz. Spektri Quyoshnikiga o'xshash yulduzlar normal yoki statsionar yulduzlar deb ataladi. Bunday yulduzlarning yorug'ligi deyarli ($\sim 0.1\%$) o'zgarmaydi. Demak, ularning (T) temperaturasi va radiusi (R) ham o'zgarmaydi, yulduzning ichki va tashqi qatlamlari termodinamik muvozanatda bo'ladi.

Ayrim yulduzlar spektrida keng emission (yorug') chiziqlar, boshqalarinikida yutilish chiziq bilan birgalikda uning yonida yoki ustida shu atomga tegishli emission chiziq ham kuzatiladi. Uchinchi turdagi yulduzlar yorug'ligi bilan birgalikda spektrini o'zgartirib turadi. Bunday yulduzlar nostatsionar yulduzlar deyiladi. Ularni o'rganishga o'tishdan oldin statsionar yulduzlarning fizik xususiyatlari bilan tanishib chiqamiz.

3.1.1 Statsionar yulduzlarning fizik ko'rsatkichlari

a) Yulduzlarning uzoqligi va yorqinligi. Yulduzlar Quyosh singari plazma shardir. Biroq biz ularni yuza qatlamlarini Quyosh singari gardish shaklda ko'ra olmaymiz. Bunga sabab ular bizdan juda uzoqda joylashgan. Eng katta teleskoplar ham yulduzlarni yuza qatlamlarini ko'rish va tekshirish imkonini bera olmaydi. Barcha yulduzlar bizga (teleskopda ham) yorug' nuqta shaklda ko'rinadi. Biroq ularning ayrimlari bizga yaqinroq bo'lsa, boshqalari uzoqda. Uzoqligi bo'yicha bunday farqni ularning yillik parallaksini o'lchash natijasida aniqlash mumkin. Yaqin yulduzning yillik parallaksi π_a uzoqdagidan π_y katta $\pi_a > \pi_y$ bo'ladi. Chunki kuzatuvchi o'rnini A dan

B ga o'zgartirganda (C) yaqindagi predmetning parallaktik siljishi (π_a) uzoqdagi (B) nikidan (π_y) katta bo'ladi.

Eng yaqin yulduz Sentavrning α -si (α Cen) bo'lib, uning yillik parallaksi $\pi = 0''.751$ ga teng. Ya'ni yillik parallaks $1''$ dan oshmaydi. Parallaksi $1''$ ga teng bo'lgan masofa (r) ni bir parsek (pk) deb qabul qilingan va u

$r = a \sin \pi = a \frac{\pi''}{206265}$ formulaga (a — Yer bilan Quyosh orasidagi o'rtacha masofa va u astronomik birlik, qisqacha a.b. deb ataladi) asosan $1 \text{ pk} = 206265$

a.b. ga teng. α Cen ning uzoqligi $r = \frac{1}{\pi''} = 1.33 \text{ pk}$, Quyoshniki —

$r_\odot = \frac{1}{206265} \text{ pk}$. Ko'rinib turibdiki, yillik parallaks π kichik burchak.

Hozirgi zamon o'lchash texnologiyasi aniqligi $0''.005$ ga teng, ya'ni biz $r = 200 \text{ pk}$ uzoqlikkacha bo'lgan yulduzlarning yillik parallaksini o'lchay olamiz. Quyosh atrofida bunday yulduzlar soni 7500. Uzoqligi 200 pk dan katta yulduzlar uchun boshqa usullar qo'llaniladi.

Yulduzlarning fizik ko'rsatqichlari ularning yorug'ligini bir xil masofaga keltirilib, o'zaro solishtirish yo'li bilan o'rganiladi. Bunday masofa sifatida $r = 10 \text{ pk}$ masofa qabul qilingan va 10 pk uzoqlikdagi yulduzning yorug'ligi absolut yulduziy kattalik (M) deb qabul qilingan. U holda ixtiyoriy $r \text{ pk}$ uzoqlikdagi, m ko'rinma yulduziy kattalikka ega bo'lgan yulduzning absolut kattaligi (bundan keyin-absolut kattalik) quyidagicha ifodalanadi:

$$M = m + 5 - 5 \cdot \lg r. \quad (3.1).$$

Quyoshning $m_{\odot} = -26^m.78$, uzoqligi — $r_\odot = \frac{1}{206265} \text{ pk}$ va absolut kattaligi $M = +4^m.79$. Ya'ni Quyoshdan 10 pk uzoqlikka borib unga qararak, u $4^m.79$ yulduziy kattalikda (xira yulduz singari) ko'rinadi.

Quyosh atrofidagi ($r \leq 200 \text{ pk}$) yulduzlarni bir xil ($r = 10 \text{ pk}$) masofaga keltirsak ularning soni absolut yulduziy kattaligi bo'yicha qanday taqsimlanadi? Bunday taqsimot 3.1-rasmda keltirilgan. Ordinata o'qi bo'ylab yorqinlik funksiyasi $\varphi(M)$, absissa o'qi bo'ylab absolut yulduziy kattaliklar qo'yilgan. Yorqinlik funksiyasi $\varphi(M)$ ning fizik ma'nosi shundayki, u M dan $M + 1$ yulduziy kattalikkacha bo'lgan yulduzlarning nisbiy sonini ifodalaydi. 3.1-rasmda Quyosh singari yulduzlarning nisbiy soni ko'rsatilgan ($\varphi(M = 4^m.79) = 0.02$).

Chizmadan ko'rinib turibdiki, Quyosh atrofidagi yulduzlarning ko'pchiligi, 7000 dan ortig'i (asosiy qismi), unga qaraganda kam yorug'lik kuchiga ega. Ko'rinishidan yulduzlarni ko'pchiligi ($> 90 \%$) ning absolut kattaligi $M = 13^m \div 15^m$ oraliqqa mos keladi.

Absolut kattalik ham nisbiy birlikdir. Yulduzning haqiqiy yorug'ligi yorqinliklar (L) da ifodalanadi. Yorqinlik barcha tomonga sochayotgan yulduzning to'la quvvatini ko'rsatadi ($L = 4\pi r^2 \cdot E$) va yulduzning yorug'lik kuchini ifodalaydi. Bu yerda, E yulduz Yerda hosil qilayotgan yoritilganlik;

r — uning uzoqligi. Quyoshning yorqinligi $L \approx 4 \cdot 10^{26}$ Vt ga teng. Bu katta son bo'lgani uchun yulduzlarni o'rganishda undan foydalanish noqulaylik keltiradi. Shuning uchun yulduzlarning yorqinligi Quyosh yorqinligi birliklarida ifodalanadi. U holda, yulduz yorqinligi (L) ning Quyosh yorqinligiga nisbati logarifmi

quyidagicha: $\lg \frac{L}{L_{\odot}} = 0.4(M_{\odot}^b - M^b)$,

bunda: M_{\odot}^b — Quyoshning, M^b — esa yulduzning absolut bolometrik

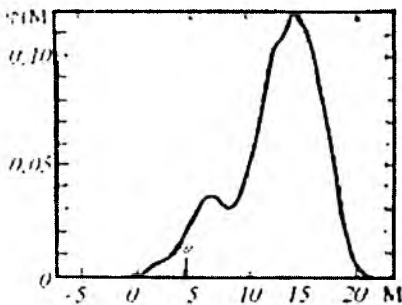
yulduziy kattaliklari va $M_{\odot}^b = 4^m.72$.

Yulduzlar olamida eng ko'p yorug'lik kuchiga ega yulduzning (yulduzlar jadvalida raqami HD 93129) absolut kattaligi $M^b = -11^m.5$ va uning yorqinligi $L = 3.2 \cdot 10^6 L_{\odot}$, ya'ni Quyoshnikidan 3.2 mln. marta ko'p. Eng kam yorug'lik kuchiga ega yulduzniki $M^b = +20^m$ bo'lsa, (3.1-rasmga qarang) uning yorqinligi Quyoshnikidan mln marta kam, ya'ni $L = 10^{-6} L_{\odot}$. Biroq bunday eng ko'p va kam yorqinlikka ega yulduzlar nihoyatga kam. Agar eng ko'p uchraydigan yulduzlarni $M^b = 14^m$ desak, ular Quyoshga qaraganda 5 ming marta kam yorqinlikka ega. Shunday qilib, eng ko'p yorug'lik kuchga ega yulduz bilan eng kanga ega yulduzning yorqinliklari nisbati 10^{12} dan oshadi.

Agar yulduz absolut qora jism singari nurlanish sochadi deb hisoblasak, u holda uning yorqinligi $L = 4\pi R^2 \cdot \varepsilon = 4\pi R^2 \cdot \sigma T_e^b$. Bu yerda, R — yulduzning radiusi; σ — Stefan-Bolsman doimiysi; ε — yulduz sirtining yuza birligidan chiqayotgan quvvat; T_e^b — ε quvvatga ega absolut qora jismning temperaturasi. Yorqinlik L temperaturaning to'rtinchi va yulduz radiusining kvadratiga proporsional miqdordir. Endi yulduzlarning temperaturasi qanday oraliqda bo'ladi, shunga to'xtalaylik.

b) Yulduzlar temperaturasi. Yulduzlarning nurlanishi uning atmosfera qatlamlaridan chiqadi va nurlanishni o'lchashga asosanib topilgan temperatura ana shu atmosfera qatlamlarining temperaturasi bo'ladi. Yulduzlar temperaturasini o'lchashning bir necha usullari mavjud bo'lib, ular yulduz spektrida energiyaning taqsimlanishini va yulduz chiziqlari intensivligini yoki to'la energiyaning o'lchashga asoslangan.

Qo'llanilayotgan usulga ko'ra hisoblab topilayotgan temperatura har xil nom bilan yuritiladi. Har xil usul bilan o'lchanayotgan yulduz temperaturasi bir-birdan biroz farq qiladi. Buning sababi ular yulduz nurlanishining har xil sohalarini ifodalaydi. Shu usullarga qisqacha to'xtalib o'taylik.



3.1-rasm. Quyosh atrofidagi yulduzlar uchun yorqinlik funksiyasi. Quyoshning absolut kattaligi ko'rsatilgan.

1) to'la energiyani o'lchash yo'li bilan T ni hisoblash. Bu usulni burchakiy diametri ma'lum bo'lgan yulduzlarga qo'llash mumkin va u yulduziy bolometrik kattalikni o'lchashni talab qiladi. Bunday usul bilan topilgan temperatura effektiv temperatura deb ataladi va u to'la energiyasi yulduznikidek bo'lgan absolut qora jismning temperaturasini ko'rsatadi. $L = 4\pi r^2 \cdot E$ — yulduzning yorqinligi. E — yulduz nuri Yerda hosil qilayotgan yoritilganlik; r — yulduzning Yerdan uzoqligi; $L = 4\pi R^2 \cdot \sigma T_e^4$ — radiusi (R) yulduznikidek bo'lgan absolut qora jismning yorqinligi va T_e temperaturasi.

Ularni tenglashtirib temperaturani topamiz: $T_e = 642.3 \sqrt[4]{\frac{E}{\sigma \theta^2}}$; $\theta =$

$206265 \frac{2R}{r}$ yulduzning burchakiy sekundlarda ifodalangan diametri. Shunday munosabatni Quyosh uchun ham yozish mumkin. Quyoshning $T_e = 5700^\circ$ va $m_b = -26^m.85$ ligini hisobga olsak, u holda m_b — bolometrik yulduziy kattalikka ega yulduzning effektiv temperaturasi quyidagicha:

$$\lg T_e = 2.718 - 0.1m_b - 0.5 \lg \theta. \quad (3.2)$$

Bu usulni θ si ma'lum bo'lgan 100 ga yaqin yulduzlarga qo'llash mumkin.

2) spektrida energiyaning taqsimlanishini o'lchash yo'li bilan T ni aniqlash. Bu usul ham yulduz spektrida energiyaning taqsimlanishi absolut qora jismniki singari bo'ladi degan farazga asoslanadi. Ma'lumki, absolut qora jism spektrida energiyaning taqsimlanishi Plank formulasi yordamida ifodalanishi mumkin. Bu usul bir necha usulchalarga ajraladi.

3) Vinn siljish qonuniga asosan hisoblash. Vinn siljish qonuni yoritqich spektrida energiya maksimumining to'lqin uzunligi bilan temperatura

(T_e) orasidagi bog'lanishni ifodalaydi va undan foydalanib $T_p = \frac{0.29}{\lambda_{\max}} K$ ni topamiz; bu yerda, λ_{\max} — spektrda intensivlik $I_\lambda(T)$ maksimumi to'g'ri keladigan to'lqin uzunligi, sm larda. Bu usulni qizil yulduzlarga qo'llash mumkin. T_e — rang temperaturasi.

4) rang ko'rsatkichini o'lchash asosida T_e ni hisoblash. Agar yulduzning yorug'ligi uning spektrini ikki qismda (masalan, V (vizual) va B (ko'k)) o'lchangan bo'lsa, u holda temperatura quyidagi formula yordamida topiladi:

$$T_p = \frac{7920}{(B - V) + 0^m.72}. \quad (3.3)$$

Bunday usul bilan o'lchangan T ham rang temperatura deyiladi.

5) Spektral chiziqlar intensivligini o'lchash yo'li bilan T ni aniqlash. Birorta kimyoviy element atomlari yoki ionlarining ko'plab chiziqlari yulduz spektrida bo'lsa, u holda atomlarning uyg'ongan holatlar bo'yicha taqsimlanishini topish mumkin. Bolsman yoki Saxa formulalari termodinamik muvozanatda uyg'ongan holatlar (sathlar) bo'yicha atomlarning

taqsimlanishini ifodalaydi va bu taqsimlanish holatning uygʻonish potensialiga (χ) va muhitning temperaturasi (T) bogʻliq. Bolsman formulasi quyidagicha ifodalaniladi:

$$\frac{N_n}{N_1} = \frac{g_n}{g_1} e^{-\frac{\chi_n - \chi_1}{kT}}, \quad (3.4)$$

bunda: g — energetik sathni statistik vazni; N_1 va N_n — birinchi va n — sathlarda atomlar soni. Chiziqlarning intensivligini oʻlchab N topiladi va (3.4) formulaga asoslanib T hisoblanadi. Bunday usul bilan hisoblangan T uygʻonish temperaturasi deyiladi. Saxa formulasi quyidagicha ifodalanadi:

$$N_e N^+ / N_1 = 2 \frac{g^+}{g_1} \cdot \left(\frac{2\pi m k T}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\chi_1 / k T}, \quad (3.5)$$

bunda: N_e va N^+ — atmosferada elektron va ion konsentratsiyasi; g^+ va g_1 — ionlanish va birinchi sathning statistik vaznlari; m — elektron massasi; k — Bolsman doimiysi; T — ionlanish temperaturasi; h — Plank doimiysi; χ_1 — asosiy holatdan ionlanish potentsiali. Agar kimyoviy element atomlari va ionlarining chiziqlari yulduz spektrida boʻlsa, u holda Bolsman va Saxa formulalari yordamida temperaturani va elektron konsentratsiyasini hisoblash mumkin. Bunday usul bilan topilgan T ionizatsiya temperaturasi deyiladi.

Har xil usullar bilan hisoblab topilgan T lar bir-biriga yaqin boʻladi va yulduz atmosferasining temperaturasi koʻrsatadi. Yulduzlarning temperaturasi 1000 dan 50 000 K gacha oraliqqa toʻgʻri keladi. Bunday usullar bilan oʻlchangan temperatura yulduzning atmosfera qatlamlarining temperaturasi ekanligini unutmash kerak. Temperatura yulduzning ichki qatlamlarida bundan ham yuqori boʻladi.

Yorqinlik (L) temperatura (T) ning toʻrtinchi darajasiga bogʻliqligini hisobga olsak, yuqorida topilgan yulduzlarning yuza temperaturalar farqi ularning yorqinliklarini $2.5 \cdot 10^5$ marta oʻzgartiradi. Demak, L ni oʻzgarish diapazoni (10^{12}) ni qoplash uchun R ning oʻzgarish diapazoni 10^5 martadan kam boʻlmasligi zarur.

d) Yulduzlar radiusini aniqlash. Yulduzlar radiusini oʻlchashning ikki xil usuli qoʻllaniladi: bevosita oʻlchashga asoslangan va oʻlchangan boshqa koʻrsatkichlariga asoslangan bilvosita usul.

1) bevosita usul yulduz interferometri yordamida yulduzning burchakiy diametri (θ)ni oʻlchashga asoslangan. Bu usul bilan 100 ga yaqin yulduzning θ si oʻlchangan. Unga koʻra eng katta $\theta = 0''.056$ ga teng va u Kitning o si (o Cet) ga tegishli. Hozirgi zamon oʻlchash texnikasining xatosi $\Delta\theta \sim \pm 0''.0003$ boʻlgani uchun $\theta > 0''.0003$ yulduzlarning burchakiy diametrini oʻlchash mumkin. Bunday yulduzlar soni 100 ga yaqin ekan.

2) yulduz temperatura T si oʻlchanganda uning R ni hisoblash usuli. Agar yulduzning temperaturasi va uzoqligi oʻlchangan boʻlsa, u holda $L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$ formuladan

$$\lg R = 8.47 - 0.2 M_b - 2 \lg T_e, \quad (3.6)$$

topiladi yoki rang ko'rsatqichi (B-V) va vizual rangda (V) absolut kattaligi M_v o'lchangan bo'lsa

$$\lg R = 0.72(B-V) - 0.2 M_v + 0.51 \quad (3.7).$$

topiladi.

Bu formulalarni chiqarishda yulduzning yorqinligi $L=4\pi r^2 E$ Quyoshning yorqinligi $L=4\pi r^2 \cdot E_\odot$ bilan solishtiriladi. Bunday o'lchashlarga ko'ra yulduzlar radiusining Quyosh radiusiga nisbati 0.003 dan 1000 gacha oraliqqa to'g'ri keladi. Demak, yulduzlar olamida Quyoshdan 300 marta kichikdan to 1000 marta katta bo'lgan yulduzlar bor, ya'ni yulduzlar radiusi bo'yicha 10^5 martadan ziyodgacha farq qiladi.

g) Yulduzlar massasi. Yulduzning massasi uning asosiy fizik ko'rsatqichlaridan biri bo'lib, qo'shaloq yulduzlarga Keplerning umumlashtirilgan III qonunini qo'llash yo'li bilan aniqlanadi. Ma'lumki, ko'pchilik yulduzlar juftliklar tashkil etadi yoki ular atrofida sayyoralar aylanadi. Qo'shaloq yulduzlar orasida 1) vizual qo'shaloq; 2) spektral qo'shaloq; 3) to'silma qo'shaloq mavjud. Vizual qo'shaloqlarda koordinatalarini uzoq vaqt (yil) davomida o'lchab borish natijasida bir yulduzning ikkinchi yulduz atrofida aylanish orbitasi o'rganiladi va orbita elementlar, aylanish davri (P_1), orbita katta yarim o'qi (a_1) topiladi va bu qo'shaloq uchun Keplerning uchinchi qonuni quyidagicha yoziladi:

$$\frac{P_1^2 (m_1 + m_2)}{a_1^3} = \frac{4\pi^2}{G}, \quad (3.7)$$

bunda: m — yulduzlar massasi, G — gravitasion doymiylik. Bunday munosabatni Quyosh va Yer uchun quyidagicha yozish mumkin:

$$\frac{P_\oplus^2 (m_\odot + m_\oplus)}{a_\oplus^3} = \frac{4\pi^2}{G}, \quad (3.8)$$

Agar bu munosabatlarni bir biriga bo'lsak va Yer massasi m_\oplus Quyoshniki (m_\odot) dan 330 000 marta kichik bo'lgani uchun tashlab yuborib $m_\odot = 1$ ga teng deb olsak va P ni yillarda va a ni astronomik birliklarda ifodalasak, u holda yulduzlar massalari yig'indisi:

$$(m_1 + m_2) = \frac{a^3}{P^2}, \quad (3.9)$$

Yerning massasi kam bo'lgani uchun u Quyosh atrofida aylanadi. Agar $m_1 \approx m_2$ bo'lsa, yulduzlar umumiy massa markazi atrofida aylanadi. U holda, har bir yulduzning orbita elementlari (a_1 , P_1 va a_2 , P_2)ni topishga

($a = a_1 + a_2$) va $\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2}{a_1}$ to'g'ri keladi. Tashkil etuvchilari maktab teleskopida ko'rinadigan vizual qo'shaloq yulduzlar: Oqqush β -si (β Cyg) ning tashkil etuvchilar orasidagi burchakiy masofa $\rho \approx 35''$, Katta Aiyiq ξ -si (ξ Umg)

niki $\rho = 15''$, Andromeda γ -si (γ And) niki $\rho = 10''$. Yulduz massasini o'lchash juda mashaqqatli ish. Hammasi bo'lib yuzdan ortiq yulduzning massasi o'lchangan. Yulduzlar massasi bo'yicha yorqinligi va radiusiga qaraganda ancha kichik oraliqda joylashadi: $0,05 \leq m_p/m_\odot \leq 80$.

3.1.2 Yulduzlar spektri

A) Spektral sinflashtirish. Ko'plab stasionar yulduzlar spektrini laboratoriyada topilgan nur manba'i spektri bilan solishtirib, tahlil qilib, ulardagi chiziqlar to'liq uzunligi va intensivligi har xil ekanligiga ishonch hosil qilish mumkin. Chiziqlarining intensivligiga ko'ra yulduzlarni ma'lum ketma-ketlikda joylashtirish yoki spektral sinflarga ajratish mumkin. Bunday ish birinchi marta AQSH ning Garvard universitetida vodorod (H_α , H_β , H_γ , H_δ) va geliy ($\lambda\lambda$ 5875 Å, 6678 Å), keyin metal ionlari (H va K, Ca II) va atomlari (D_1 , D_2 , Na), molekular chiziqlariga nisbatan bajarilgan va u garvard spektral sinflashtirish deb ataladi. 1918—1924 yillarda e'lon qilingan va Genri Dreper (HD) katalogi deb ataladigan 9 tomlik jadvalda 225330 yulduzning spektral sinfi belgilangan. Hozirgi kunga kelib jami 500000 dan ortiq yulduzning spektral sinfi aniqlangan. Spektral sinflar lotin alifbosining bosh harflari bilan belgilanadi: O, B, A, F, G, K, M, (L, T). Bu harflar ketma-ketligini eslab qolish uchun garvard universiteti talabalari shunday hazil o'ylab topishgan: Oh, Be, A Fine Girl Kiss Me.

O — sinfga mansub yulduzlar spektrida geliy ionlari ($He II$), yuqori darajada ionlangan azot ($N III$ λ 4514 Å, $N IV$ λ 3479 Å), uglerod ($C III$ λ 4647 Å) va kislorod ($O III$ λ 3700 Å, $O IV$ λ 3385 Å) chiziqlari ko'rinadi.

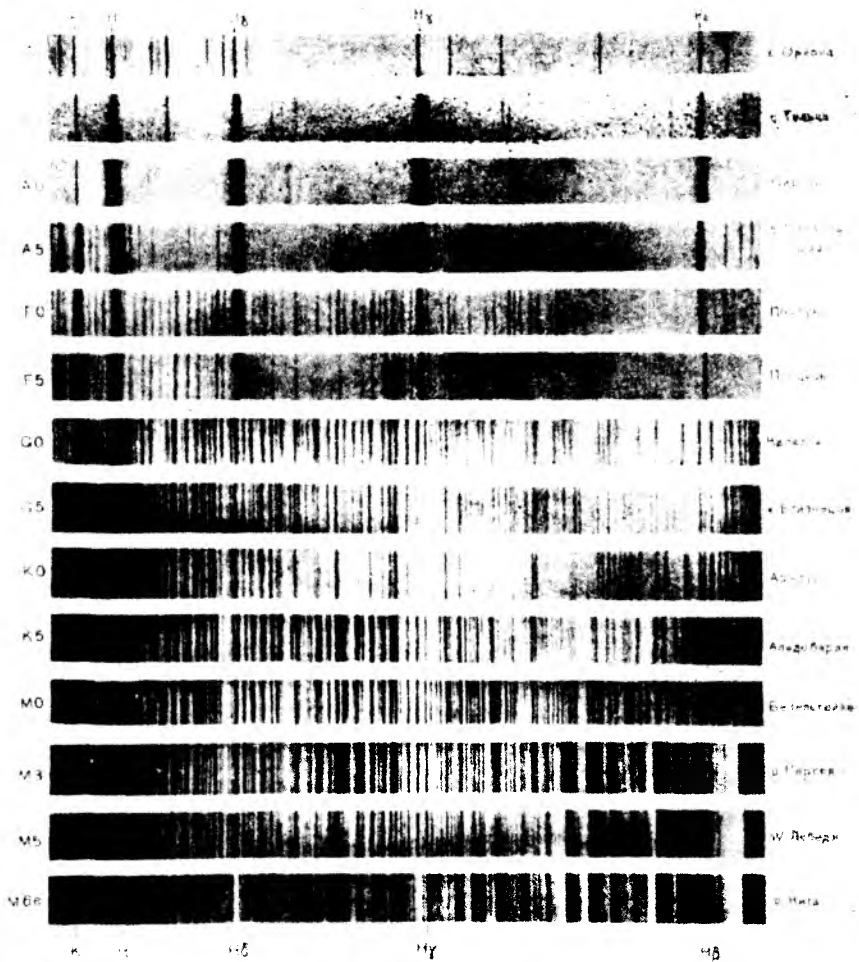
B — sinfga mansub yulduzlar spektrida neytral geliy ($He I$ λ 5875 Å) va past darajada ionlangan azot ($N II$ λ 6578 Å, λ 4267 Å), uglerod ($C II$ λ 6578 Å, 4267 Å), kislorod ($O II$ λ 4649 Å, λ 4119 Å) va vodorod atomi chiziqlari (H_α λ 6563 Å, H_β λ 4861 Å, H_γ λ 4340 Å) kuzatiladi.

A-sinfga mansub vodorod atomi chiziqlari (H_α λ 6563 Å, H_β λ 4861 Å, H_γ λ 4330 Å) eng intensiv ko'rinadi. Sumbulaning α -si spektrida vodorod atomi chiziqlari $H_{\alpha+}$, H_β , H_γ , H_δ va hakozi eng intensiv, geliy chiziqlari ko'rinmaydi.

F da intensiv vodorod atomi chiziqlari H_α , H_β , . . . bilan birgalikda metall ionlari ($Ca II$ λ 3934 Å, 3968 Å) chiziqlari ko'rinadi. Bunda Proision (α CMi), Sirius (α CM), misol bo'laoladi.

G da asosiy chiziqlari metallar (Na, Mg, Fe, Ca)niki, vodorod chiziqlari ham ko'rinadi, biroq ancha xiralashgan. Quyosh G-sinfga mansub.

K da kalsiy ionlari ($Ca II$) chiziqlari va metallar chiziqlari (G tasma λ 4305 Å dan λ 4315 Å gacha) yaqqol ko'rinadi, molekular (T_1O) chiziqlari va tasmalari ko'rinsa boshlaydi. Bunga Aldebaran (Savrning α -si, α Tau) misol bo'laoladi.



3.2-rasm. Har xil spektral sinfga mansub yulduzlar spektridan namunalalar.

M da molekularlar (T_1O , C_2 , CN) tasmalari va chiziqlari orasida TiO tasmalari ajralib turadi. Bunga Betelgeyze (Orionning α -si, α Ori) misol bo'laoladi.

L — sinfga mansub yulduzlar spektrida ishqor metallar (Li, Na, K, Cs) chiziqlari kuzatiladi.

T — sinfga kiradigan yulduzlar spektrida metan (NH_4) va ishqor metallar chiziqlari ko'rinadi.

Oxirgi ikkita sinf (L, T) yaqinda (2000 y.) kashf etildi. G dan boshlanadigan S - sinf spektrida uglerod (C_2 , CN) molekulari chiziqlari yqqol ajralib turgani uchun bunday yulduzlar uglerodli deb ataladi. Shu-

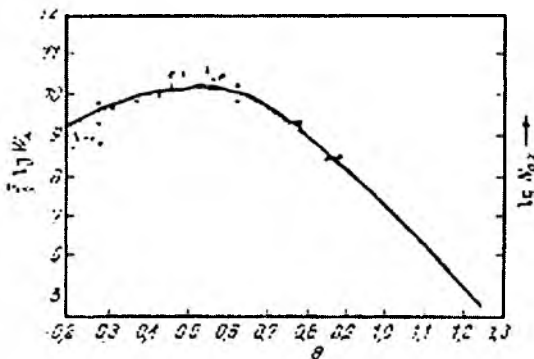
ningdek K-sinf yonida joylashgan S-sinf spektrida sirkoniy, ittiriy va lantan oksidlari chiziqlari ko'rinadi.

Yulduzlarning fizik ko'rsatgichlarini yana ham aniqroq belgilash maqsadida spektral sinflar ketma-ketligi kengaytiriladi, asosiy sinflar orasi o'nta oraliq sinfga ajratiladi: O5, O6, O7, O8, O9, B0, B1, B2, . . . , B8, B9, A0, A1, . . . A8, A9, F0, . . . va hakoza.

B) Garvard spektral sinflashtirishning fizik asoslari. Spektral sinflardagi chiziqlar turli-tumanligi yulduzlarning kimyoviy tarkibi har xil ekan degan xulosaga olib kelmasligi kerak. Chunki chiziqning hosil bo'lish yoki bo'lmisligi, birinchi navbatda, yulduz atmosferasining temperaturasiga bog'liq. Yulduz spektrida u yoki bu atom chiziqlari ko'rinishining zarur sharti yulduz atmosferasida shu element atomlari mavjudligi bo'lsa, yetarli sharti atmosferada temperatura sharoiti atomlarni uyg'ongan holatga o'tkazish uchun etarli bo'lishi kerak. Demak, spektral ketma-ketlik asosida temperaturalar har xilligi yotadi. Atomlarni uyg'ongan holatlar bo'yicha taqsimlanishi Bolsman (3.7) va Saxa (3.8) formulalari bilan ifodalanadi. Har bir kimyoviy elementning ko'pchilik atomlari ma'lum temperaturada (T_u) uyg'on holatlarga o'tadi. Agar $T > T_u$ bo'lsa, atomlar ionlanadi va bu esa chiziqni hosil qilishda ishtirok etayotgan atomlar sonini kamayishiga olib keladi. $T < T_u$ bo'lsa, bu holda ham shu chiziqni hosil qilishda ishtirok etadigan atomlar soni kam bo'ladi. Vodorodning ko'pchilik atomlarini uyg'ongan holatlarga (uyg'onish potentsiali $\chi = 10$ eV) o'tkazish uchun $T_u = 10^4$ K bo'lishi kerak.

Bunday sharoit A sinfga mansub yulduzlarda mavjud. Agar temperatura $T > 10^4$ (B sinf) yoki $T < 10^4$ (F sinf) bo'lsa, vodorod chiziqlari H_α , H_β , H_γ , H_δ intensivligi $T=10^4$ (A-sinf) dagiga qaraganda kam bo'ladi, bunday farq temperatura ayirmasi $|T - T_u|$ ortgan sari kuchayib boraveradi va u ma'lum darajaga ($5\ 000^\circ$) yetgach vodorod chiziqlari umuman ko'rinmaydi. 3.3-rasmda vodorod H_γ chizig'ining ekvivalent kengligi (W_λ) ning temperatura

ko'rsatgichi ($\theta = \frac{5040}{T}$) bo'yicha o'zgarishi tasvirlangan. Geliy atomlarining uyg'onish potentsiali $\chi > 20$ eV, ya'ni vodorodnikidan ikki marta katta, demak geliy atomi chiziqlari hosil bo'lishi uchun $T \approx 20\ 000$ bo'lishi kerak. Bunday sharoit B sinfga mansub yulduzlarda mavjud. A — sinf yulduzlarida temperatura geliy atomlarini uyg'ongan holatlarga



3.3-rasm. Vodorod atomi spektral chizig'i H_γ ning ekvivalent kengligi (W_λ) ning temperatura ko'rsatgichi bo'yicha o'zgarishi tasvirlangan.

o'tkazish uchun etarli bo'lmagani uchun ularda geliy chiziqlari kuchsiz. K, M — sinf yulduzlarida temperatura ancha past (4500—3500 K) va molekularlar hosil bo'lishi uchun sharoit yetarli.

Shunday qilib, har bir kimyoviy element atomlari chiziqlari ma'lum temperaturadagi (sinfdagi) yulduzlarda maksimal intensivlikka ega bo'ladi. Bu sinfdan chap yoki o'ng tomonda joylashgan sinflarda intensivlik kamaya boradi. Spektral sinflar chiziqlarning intensivligi bo'yicha belgilanadi. Temperaturani aniqlash uchun oraliq sinflar kiritilgan. A bilan B orasi o'nta oraliq sinfga bo'lingan.

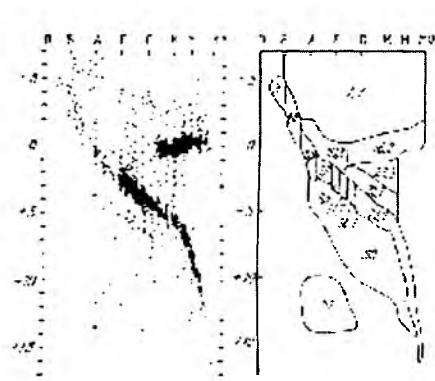
Agar yulduzning spektri olingan bo'lsa, uning spektral sinfi va temperaturasi (T) ni aniqlash mumkin. Bunday yo'l bilan aniqlangan T tutash spektrda energiyaning taqsimlanishi yoki rang ko'rsatkichi (B-V) bo'yicha aniqlangan temperaturaga mos kelishi isbotlangan. Shuning uchun spektral sinflar o'rnida T_e yoki B-V qo'llaniladi. 3.1-javaldan bosh ketma-ketlik spektral sinf, T_e va B-V keltirilgan.

3.1-javal

	O5	V0	A0	F0	G0	K0	M0	L	T
T_e	40 000	28 000	9900	7400	6030	4900	3480	1700	1300
B-V	-0.33	-0.31	0.00	0.27	0.57	0.89	1.45	(3)	(5)

D) Gersshprung-Ressel diagrammasi. XX asr boshlarigacha bir necha yuz yulduzning uzoqligi (yillik parallaksi) o'lchangan va absolut kattaligi (M) hisoblab topilgan, spektral sinflari ham aniqlangan. 1905—1913-yillarda daniyalik E. Gersshprung (1873—1967) va amerikalik G.N. Ressel (1877—1957) bir-biridan mustaqil yulduzlar diagrammasini tuzishgan. Ular ordinata o'qi bo'ylab yulduzlarning absolut kattaliklarini, absissa o'qi bo'ylab esa spektral sinflarini qo'yishgan. Diagrammada har bir yulduz bitta nuqta sifatida o'rin egallagan. "Gersshprung-Ressel diagramma" si (G-R) nomi bilan fanga kirgan, bu diagramma 3.4-rasmda tasvirlangan.

Diagrammada yulduzlar ma'lum tartibda joylashgan. Ko'pchilik (90%) yulduzlar diagrammaning yuqori chap tomonidan boshlanib, uning o'ng past tomoniga cho'zilgan ingichka sohada joylashgan. Bu yulduzlarning bosh ketma-ketligi deyiladi.



3.4-rasm. Gersshprung-Ressel diagrammasi va ayrim yulduz guruhlarining fazoviy xarakat tezliklari (o'ng tomonda, sonlar, tezlik, km/s)

Diagrammani o'rtasidan biroz chaproq va yuqoriroqda bir to'lda yulduzlar o'rin egallagan. Ular gigant yulduzlar deb atalib, bosh ketma-ketlikdagi shunday spektral sinfdagi karlik (xira) yulduzlardan yuzlab marta yorqin chunkin radiusi o'nlab marta katta. (Diagrammaning yuqori qismidan yana ham katta (10^4 marta) yorqinlikka ega yulduzlar o'rin olgan). Ular o'ta gigant yulduzlar deb atalib, kamchilikni tashkil etadi.

Diagrammaning pastki chap yarim qismida qaynoq, biroq shunday temperatradagi bosh ketma-ketlik yulduzlaridan yuz minglab marta kam yorqinlikka ega yulduzlar joylashgan. Bu yulduzlar bosh ketma-ketlik yulduzlaridan o'nlab marta kichik bo'lganligi uchun oq karliklar deb ataladi.

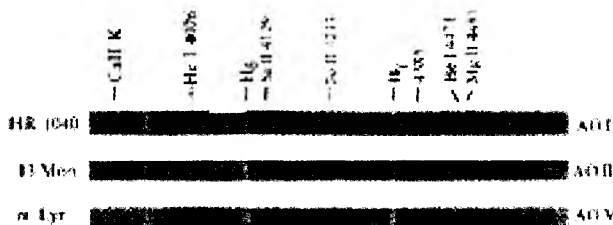
Karlik yulduzlar spektral sinfi oldiga kichik d (dwarf), subkarliklarga — sd, gigantlarga — g, o'ta gigantlarga — sg yoki s harf qo'yib belgilangan. Masalan, sA yoki sg A-A sinfga mansub o'tagigant, gG — G sinfga kiruvchi gigant, sdM — M sinfga kiruvchi sub karlik, dG — G sinfga kiruvchi bosh ketma-ketlik yulduzi va wA — A sinfga kiruvchi oq karlik. Bunday ajratishda spektral chiziqlarning kengligi va intensivligi asos qilib olingan. Bu belgilar oldin nashr qilingan jadvallar va kitoblarda uchraydi. Hozir qo'llanilmaydi. Ular o'rnida rim raqamlari I, II, III, IV, V, VI, VII bilan ifodalanadigan yorqinlik sinflari qo'llaniladi.

E) Gigant va karlik yulduzlar spektrlari farqi. Spektrl parallaks. Bitta spektral sinf (masalan, G0) va har xil yorqinlik sinflari (I, II, III, IV, V, VI) ga mansub yulduzlar spektrini tekshirishlar shuni ko'rsatadiki, ayrim chiziqlar, masalan, kalsiy atomi (Ca I $\lambda 4226 \text{ \AA}$) va ioni (Ca II $\lambda 3950 \text{ \AA}$), stronsiy atomi (Sr I $\lambda 4607 \text{ \AA}$) ioni (Sr II $\lambda 4077 \text{ \AA}$) chiziqlari, intensivligi gigant yulduzlardan karliklar tomon har xil o'zgaradi.

Gigantlar spektrida Ca II va Sr II chiziqlari bosh ketma-ketlik yulduzlariga qaraganda ancha intensiv va Ca I va Sr I chiziqlari esa, aksincha, bosh ketma-ketlik yulduzlari spektrida gigantlarnikidagiga qaraganda kuchli. Buning sababi gigant yulduzlar atmosferasida elektron konsentratsiyasi (Ne) bosh ketma-ketlik yulduzlardagidan kam. Saxa formulasiga asosan uyg'ongan holatdagi ionlar konsentratsiyasi (N^+) elektron konsentratsiyaga (Ne) teskari proporsional. Demak, elektron konsentratsiyasi kam bo'lsa, ionlar soni ko'p, chiziq intensiv bo'ladi. Ma'lumki, chiziqning intensivligi uni hosil qiladigan atom (ion)lar konsentratsiyasiga proporsional bo'ladi. Shuning uchun gigant yulduzlarda ion chiziqlari karliklardagiga qaraganda intensivdir.

G va K sinf yulduzlarining u yoki bu yorqinlik sinflariga mansubligini ko'rsatuvchi belgi temir atomi chizig'i Fe I $\lambda 4063 \text{ \AA}$ intensivligini stronsiy ioni chizig'i Sr II $\lambda 4607 \text{ \AA}$ intensivligiga nisbati bo'la oladi. Karlik yulduzlardan gigantlar tomon o'tgan sari birinchi chiziqning intensivligi pasayadi ikkinchisini esa, aksincha, kuchayadi. Bu chiziqlar intensivligi nisbati (I(4063)/I(4077)) absolut yulduziy kattalik (M) ning ortishi bilan ortadi. Demak, bu nisbat M ni aniqlashda qo'llash mumkin.

Yulduz atmosferasining zichligi chiziqlar intensivligini o'zgartirish bilan birgalikda ularning kengligini ham o'zgartiradi. Zichligi yuqori yulduz (karlik)



3.5.-rasm. A0 sinfga mansub har xil yorug'lik (o'ta gigant, gigant va bosh ketma-ketlikdagi) sinflariga mansub yulduzlar spektrida vodorod chizig'larining kengayishi va intensivligi.

lar chiziqlari zichligi past yulduz (gigant) lar chiziqlariga qaraganda ancha keng bo'ladi (3.5-rasmga qarang). Yuqori zichlikdagi atmosferada atomlar va ionlar orasidagi masofa kichik bo'lib, ularning energetik sathlarini (shuningdek, chiziqlarni) kengayishiga sababchi bo'ladi. Siyrak atmosferada bunday effekt kuchsiz chiziqlar ingichka (qanotsiz) bo'ladi.

Yulduzning yorqinlik sinfi absolut yulduz kattaligini aniqlashga imkon beradi. Shunday qilib, spektrdagi ayrim chiziqlarni tekshirish yo'li bilan yulduzning yorqinlik sinfini va absolut yulduziy kattaligini (M) aniqlash mumkin. Agar ko'rinma yulduziy kattalik o'lgangan va spektrga ko'ra M aniqlangan bo'lsa, yulduzning paralaksini $\pi = 10^{-0.2(M-m-5)}$ formula yordamida hisoblash mumkin. Bunday yo'l bilan aniqlangan π -spektral parallaks deb ataladi. Yillik parallaks usulini qo'llash mumkin bo'lmagan ko'p minglab yulduzlarning uzoqligi $r = \frac{1}{\pi}$ ana shunday usul bilan aniqlangan.

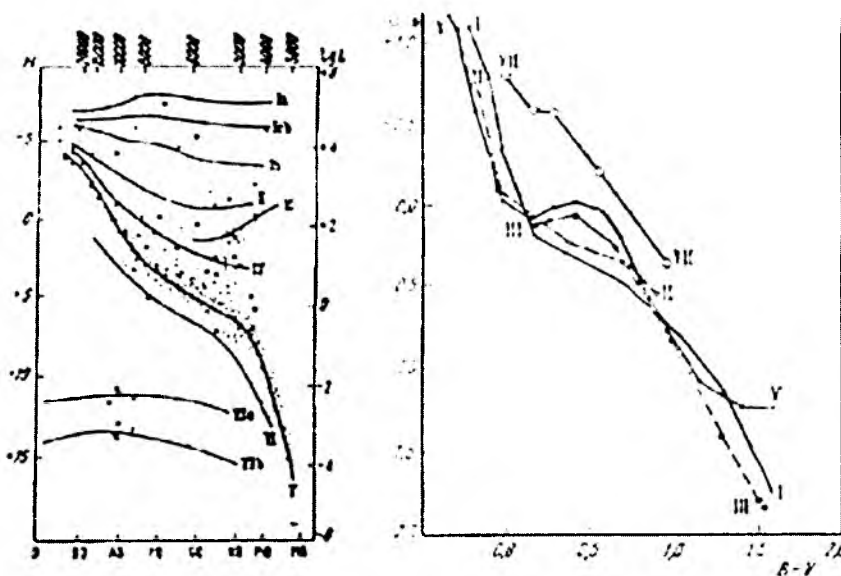
F) Yulduzlarning aylanishi va magnit maydoni. Quyosh o'z o'qi atrofida aylanadi va uning aylanish tezligi ekvatorida 2 km/s. Quyoshning umumiy magnit maydon kuchlanganligi 0.5 gs ga teng va u o'zgaruvchan (22 yillik sikl) dir. Quyoshning magnit maydoni differensial aylanishi natijasida tiklanib turadi. Yulduzlar ham o'z o'qi atrofida aylanishi va bu aylanish tezligiga mos ravishda ma'lum kuchlanganlikka ega o'zgaruvchan magnit maydon hosil qilib turishi kerak. Agar yulduz o'z o'qi atrofida aylanayotgan bo'lib, uning bir cheti bizga tomon harakat qilsa, qarama-qarishisi bizdan uzoqlashadigan harakat qiladi. Demak, yulduzning butun gardishi bo'yicha yig'indi nurlanish spektrida chiziqlar Doppler effekti tufayli kengaygan bo'ladi. Shuning uchun bir xil sinfga mansub ikkita yulduz chiziqlari farqi ularning o'q atrofida aylanishi va magnit maydoni bilan bog'liq bo'lishi mumkin. Haqiqatan, chiziqlar profilini o'rganish shuni ko'rsatdiki, O5 — F0 sinfga mansub bosh ketma-ketlik yulduzlari o'q atrofida aylanishi ekvatorida 300—400 km/s ga yetishi mumkin. F5— M sinfga mansub yulduzlarniki 10 km/s dan oshmaydi. O'ta gigant va gigant O — F yulduzlar bosh ketma-ketlik yulduzlariga nisbatan sekin aylansa, G — M yulduzlar tez (100 km/s gacha) aylanadi.

Magnit maydon kuchlanganligi $H > 200$ gs bo'lgan yulduzlarni hozirgi zamon usullarida o'lchash mumkin. Yuzdan ortiq yulduz magnit maydonga ega ekanligi aniqlagan.

3.1.3. Yulduzlarning umumiy fizik ko'rsatkichlari orasidagi bog'lanishlar

A) "spektr — yorqinlik" diagrammasi. Yulduzning yorqinligi (L) uning to'la nurlanish energiyasini belgilaydi va u yulduzning temperaturasi (T) va radiusiga bog'liq funksiya bilan ifodalanadi $L=f(T_e, R)$. Ikkinchi tomondan har bir spektral sinf (Sp) ga mansub yulduzlar ma'lum effektiv temperaturaga ega, ya'ni spektral sinf (Sp) bilan effektiv temperatura orasida ma'lum funksional bog'lanish mavjud $T_e = \varphi(S_p)$. Bu bog'lanishni yuqoridagi munosabatga qo'ssak $L=f(\varphi(S_p), R)$, yorqinlik (L) bilan spektral sinf orasidagi bog'lanishni topamiz. Bunday bog'lanish "spektr-yorqinlik" diagrammasi deb ataladi va u yulduzning yorqinligi uning spektral sinfiga (Sp) va radiusi (R) ga bog'liqligini ko'rsatadi. Har bir spektral sinfga ma'lum rang ko'rsatkichi mos keladi. Shuning uchun Sp o'rnida rang ko'rsatkichi qo'llaniladi.

Ma'lumki, yorqinlik bilan absolut kattalik orasida logarifmik bog'lanish $M_1 - M_2 = 2.5 \lg(L_2/L_1)$ mavjud. Yorqinliklar keng diapazonni ishg'ol etadi, absolut kattaliklar esa tor (-10^m dan 19^m gacha) diapazonda joylashadi, shuning uchun amalda L o'rnida M qo'llaniladi. Dastlab fanga Gersshprung-

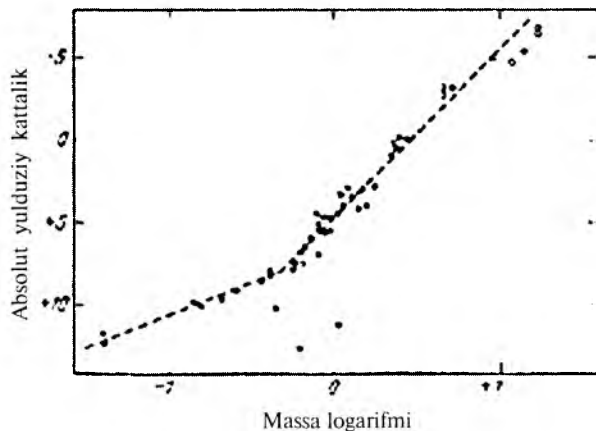


3.6-rasm. Spektr — yorqinlik diagrammasi.

Ressel (G-R) diagrammasi nomi bilan kirgan bu bog'lanish hozirgi zamonda "spektr-yorqinlik" diagrammasi deb yuritiladi va unda ordinata o'qi bo'ylab absolut yulduziy kattalik, absissa o'qi bo'ylab esa rang ko'rsatkichi (B-V) qo'yiladi. Bunday diagrammada har bir yulduz (S) bitta nuqta sifatida S (M, B-V) tasvirlanadi. Yulduzlar diagrammada yettita (3.6-rasmga qarang) yorqinlik sinfiga ajraladi: diagrammaning yuqori qismida chapdan o'nggacha gorizontalar ketma-ketligi sifatida o'tagigant (I) yulduzlar joylashadi. Ular ikkiga bo'linadi, I_a - yorug' o'ta gigantlar ($M = -8^m.0$), I_b - normal o'ta gigantlar ($M = -4^m.5$). Ulardan pastroqda ($M = -2^m.5$) yorug' gigantlar joylashadi; diagrammada III bilan gigant yulduzlar o'rni ($M = +1^m.0$) belgilangan; IV-subgigantlar bosh ketma-ketlik yulduzlari (V) dan ikki yulduz kattalikka yuqorida va subkarliklar (VI) shuncha pastda unga parallel joylashadi. Oq karliklar o'rni diagrammada (VII) raqam bilan belgilangan. Ularning yorqinligi V sinf yulduzlarnikidan ming marta kam. Shunday qilib spektr — yorqinlik diagrammasi ikki o'lchamli diagrammadir. Unda yulduzlar absolut kattaligi (M) hamda spektral va yorqinlik sinflari bilan bog'liq holda tasvirlanadi.

B) Massa-yorqinlik diagrammasi (bog'lanishi). Yulduzlar gaz-chang bulutlarni gravitatsion kuch ostida siqilishi natijasida paydo bo'lgan. Yulduz paydo bo'lishining dastlabki davrlarida u gravitatsion energiyasi hisobiga nurlanish sochgan. Ma'lumki, gravitatsion energiya massaga bog'liq. Demak, yulduzning yorqinligi uning massasiga bog'liq bo'lishi kerak. Massa (\mathfrak{M}) qancha katta bo'lsa, yulduz shuncha ko'p nurlanish chiqaradi.

Haqiqatdan ham massa (\mathfrak{M}) bilan yorqinlik (L) orasida bog'lanish borligi aniqlangan. 3.7-rasmda massa-yorqinlik diagrammasi tasvirlangan. Ordinata o'qi bo'ylab bolometrik absolut yulduziy kattalik (M_b), absissa o'qi bo'ylab massa (\mathfrak{M}) logarifmlarida qo'yilgan. Diagrammadan ko'rinib turibdiki,



3.7-rasm. Vizual qo'shaloq va spektral qo'shaloq yulduzlarni tekshirishdan aniqlangan yulduzlar massasiga asosan tuzilgan massa- yorqinlik diagrammasi.

barcha sinf va yorqinlikdagi yulduzlarning bitta "massa-yorqinlik" munosabati bilan ifodalanib bo'lmaydi. Bu yerda yulduz massasi Quyosh massasi birliklarida berilgan. Absolut kattaligi past ($M_b > 7^m.5$) bo'lgan yulduzlar uchun $L_b = 0.1 \mathfrak{M}^{1.5}$; $-5^m < M < 7^m.5$ lar uchun esa $L_b = 1.3 \mathfrak{M}^{3.9}$ tenglikni yozish mumkin. $M < -5^m$ yulduzlar uchun bu munosabat $L_b \approx \mathfrak{M}^{2.8}$ ko'rinishga ega. Ko'rinib

turibdiki, ko'pchilik yorqin yulduzlar uchun massa-yorqinlik bog'lanishi ularning massasini baholash uchun qoniqarlidir. 3.2 -jadvalda har xil spektral sinfga kiruvchi yulduzlarning o'rtacha massalari Quyosh birliklarida berilgan.

3.2-jadval

Spektr	c	Spektr	c	Spektr	c c	Spektr	c
05-07	32.7				3.2	dG0 dG5	1.25
08-09	23.3	AO	4	gG0	3.7	dK0	1.07
B0-B2	13.6	A5	2.2	gG5 gK0	3.9	dK5	0,85
B4-B4	10.2	F0	1.8	gK5 gM0	5.2	dM0	0,65
B5-B7	4.7	F5	1.5	gM5	5.7	dM5	0,52
					9.2		0,38

Yuqoridagi munosabatdan $M \approx L^{0.25} = 10^{0.1(M \odot - M)} = 3 \cdot 10^{-0.1M}$ ekanligini topish mumkin.

D) Radius-yorqinlik bog'lanishlari. Yuqorida biz yulduzlarning yorqinligi ularning spektral sinfga va radiusiga bog'liqligini ko'rgan edik. Bosh ketma-ketlik yulduzlari uchun yorqinlik bilan radius orasida $L = R^{5.2}$ statistik bog'lanish borligi topilgan. Bu yerda L va R mos ravishda Quyosh yorqinligi va radiusi birliklarida ifodalangan. Agar endi $L = 1.3M^{3.9}$ ligi hisobga olinsa, radius bilan massa orasida $R = M^{3/4}$ bog'lanish borligini topamiz. Shuningdek,

effektiv temperatura bilan massa orasida $T_e \approx \sqrt[4]{\frac{L}{R^2}} \sim M^{0.6}$ bog'lanishni ham chiqarish mumkin.

Hisoblashlarning ko'rsatishicha Quyosh atrofida bitta o'ta gigantga 1000 ta gigant, 10 millionta bosh ketma-ketlik yulduzi to'g'ri keladi.

Koinot fazoning bir hajm birligiga to'g'ri keladigan M massali yulduzlar soni massa funksiyasi $f(M)$ orqali ifodalanadi. Yulduzlarni sanash yo'li bilan topilgan massa funksiyasini quyidagi formula orqali ifodalash mumkin:

$$f(M) = \frac{const}{M^{2.35}}, \quad (3.10)$$

Bu formulaga ko'ra massasi o'n Quyosh massasi ($M = 10M_{\odot}$) ga teng har bir yulduzga 220 ta Quyosh singari yulduz va har bir Quyosh singari yulduzga massasi unikidan o'n marta kam ($M = 0.1M_{\odot}$) 220 ta yulduz to'g'ri keladi.

3.2. Qo'shaloq, atrofida gaz-disk va sayyoralar bor yulduzlar

Yulduzlar evolyutsiyasi shunday jarayonki, siqilayotgan gaz+chang bulutdan bitta yulduz hosil bo'lishga qaraganda gravitatsiya kuchlari bilan bog'langan bir necha jism hosil bo'lish ehtimoli katta. Bunday jarayon

natijasida ikkita (qo'shaloq yulduz) uchta va hakoza yulduz, yulduz va sayyoralar tizimi, yulduz va uning atrofida aylanuvchi gaz+chang disk hosil bo'lishi mumkin. Bu jismlar umumiy massa markazi atrofida aylanadi va ularning ko'pchiligi statsionar holatda bo'ladi. Har biri bizga yulduzlar olami tabiati to'g'risida juda boy va rang-barang bilim beradi. Birinchidan, qo'shaloq yulduzlarni o'rganish yo'li bilan ularning massalarini aniqlaymiz. Bu yulduzlar massasini o'lchashning yagona bevosita usulidir. Ikkinchidan, gravitatsiya kuchlari ta'sirida yulduzlar evolyutsiyasini o'rganamiz, uchinchidan, qo'shaloqlarda o'zaro modda almashinuv natijasida ro'y beradigan astrofizik jarayonlarni kuzatamiz va bu bilan murakkab fizik jarayonlarni (akkretsiya, sinxrotron nurlanish) kuzatamiz va o'rganamiz. Qo'shaloq tizimlar noyob fizik laboratoriyaki, undan foydalanib biz materiya tabiatini o'rganamiz.

3.2.1. Qo'shaloq yulduzlar

Qo'shaloq yulduzlarning bir necha turi mavjud: vizual qo'shaloq, to'silma o'zgaruvchi, spektral qo'shaloq va zich (tig'iz) qo'shaloq tizimlar.

Qo'shaloqlarni topish, tekshirish va o'rganish yo'li bilan ularning orbita elementlari va harakat qonunlarini o'rganamiz. Tashkil etuvchilar massalarini aniqlaymiz va ular orasida modda almashinuv natijasida ro'y beradigan jarayonlarni o'rganamiz.

1. Orbita elementlarini topish. Osmon jismlari biri ikkinchisi atrofida (agar $m_1 < m_2$ bo'lsa) massa (agar $m_1 \sim m_2$ bo'lsa) markazi atrofida Kepler qonunlariga mos ravishda elliptik orbita bo'ylab aylanadi. Elliptik orbita katta (a) va kichik (b) yarim o'qlari, eksentriteti (e), aylanish davri (P), orbita tekisligi bilan qarash chizig'i orasidagi burchak (i), peri va apoastrlari (ω) uzunlamasi, orbita tugunlari uzunlamasi (Ω) bilan belgilanadi. Bular a, b, e, ω va Ω orbita elementlari deb ataladi va ular quyidagicha aniqlanadi:

a) vizual qo'shaloqlarda: aylanish davridan kam bo'lmagan muddat davomida tashkil etuvchilar (A va B) ning aniq koordinatalari o'lchab boriladi va olingan natijalarga asosanib, tashkil etuvchilarning harakat trayektoriyalari chiziladi. Harakat trayektoriyalarini tahlil etish yo'li bilan bir yulduz (yo'ldosh)ning ikkinchi (bosh) si atrofida aylanish (nisbiy) orbitasi yoki har bir tashkil etuvchining umumiy massa markazi atrofida aylanish (absolut) orbitalari hisoblab topiladi (3.8-rasmga qarang).

Keplerning III qonuniga asosan quyidagicha bo'ladi: $\frac{A^3}{P^2} = \frac{G(m_A + m_B)}{4\pi^2}$,

bunda, A — qo'shaloq nisbiy orbitasi katta yarim o'qi; P — orbital harakat davri. Agar A — astronomik birliklarda, P — yillarda o'lchansa, u holda

$\frac{A^3}{P^2(m_A + m_B)} = 1$ bo'ladi; bunda, $A = \frac{a''}{\pi''}$, a'' , π'' — nisbiy orbita radiusi,

yillik parallaks. burchakiy sekundlarda: $\frac{(a'')^3}{(\pi'')^3 P^2} = m_A + m_B$ — yig'indi massa,

Quyosh massasi birliklarida. Agar tashkil etuvchilar (A va B) ning absolut orbitalari topilsa, $\frac{m_A}{m_B} = \frac{a_B}{a_A}$ boladi;

b) to'silma o'zgaruvchanlarda: yorug'ligi o'zgarish chizig'ini tahlil qilish yo'li bilan orbita elementlari a, e, i, p, w va Ω hisoblab topiladi. Shunday yo'l bilan tashkil etuvchilar radiuslari nisbati R_1/R_2 ni ham topish mumkin. Bu nisbat to'silishni davomiyli (D) ga, ya'ni o'zgarish egrisida minimumlarni kengligiga bog'liq, minimumlarning chuqurligi

nisbati $\frac{T_{e,B}^4}{T_{e,A}^4}$ temperaturalar nisbatiga bog'liq;

d) spektral qo'shaloqlarda: tashkil etuvchilarning nuriy tezliklarini o'zgarish egrisi topiladi. Agar $i \sim 90^\circ$ bo'lsa, bu egriga asoslanib orbita elementlari a, e, p, w va Ω hisoblab topiladi (3.10-rasm).

Agar qo'shaloqlardan bittasining (A) spektri ko'rinsa, quyidagi formula orqali topiladi:

$$a_1 \sin i = 13751(1 - e^2)^{1/2} K_A P, \quad (3.11),$$

bu yerda: a_1 — yo'ldosh A orbitasi katta yarim o'qi; e-eksentritsiteti; K_A — yo'ldosh tezligi amplitudasi, km/s; P — orbital aylanish davri, sutkalarda. Agar ikkala yulduz spektri ham ko'rinsa, quyidagicha bo'ladi:

$$a_1 \sin i = 13751(1 - e^2)^{1/2} PK,$$

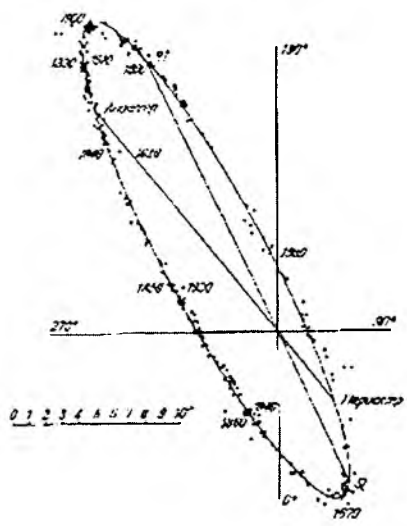
bunda, $a = a_1 + a_2$; $K = K_A + K_B$ — tezliklar amplitudasi.

2. Qo'shaloq yulduzlar massasini aniqlash

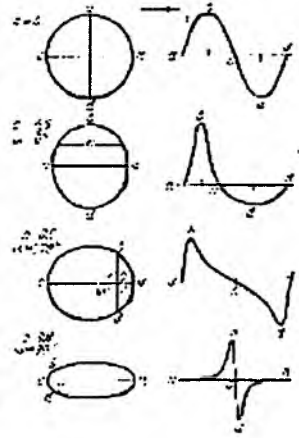
a) vizual qo'shaloqlar: agar ikkala tashkil etuvchilari A va B ko'rinsa va orbita elementlarini o'lchash mumkin bo'lsa, u holda:

$$M_A + M_B + \frac{A^3}{p^2} \text{ va } \frac{m_A}{m_B} = \frac{a_2}{a_1} \text{ bo'ladi. Bunda,}$$

$M_A + M_B$ Quyosh massasi birliklarida topiladi. Bu yerda, A — nisbiy orbita katta yarim o'qi,



3.8-rasm. Sentavr α -sining aylanish orbitasi: yulduzning bosh yulduzga nisbatan aylanish orbitasi.



3.9-rasm. Har xil shakldagi orbitaga ega spektral qo'shaloqlar uchun nuriy tezlikning o'zgarish egrilari.

astronomik birliklarda; P — nisbiy orbital harakat davri; a_1 va a_2 — absolut orbita katta yarim o'qlari;

b) to'silma o'zgaruvchan yulduzlar massalarini aniqlab bo'lmaydi. Agar bunday qo'shaloq bir vaqtning o'zida spektral qo'shaloq ham bo'lsa, u holda a , M_A , M_B larni hisoblash mumkin;

d) spektral qo'shaloqlar: agar qo'shaloqning ikkala tashkil etuvchisi spektri ko'rinsa $\frac{K_A}{K_B} = \frac{m_A}{m_B}$; K — tezliklar amplitudasi.

$$a \sin i = 13751(1-e^2)^{1/2} PK; a = a_1 + a_2, K = K_A + K_B.$$

$$(M_A + M_B) \sin^3 i = 10385 \cdot 10^{-11} (1-e^2)^{3/2} K^3 P; K - \text{km/s},$$

P — sutkalarda, M — Quyosh birliklarida. U holda tashkil etuvchilar uchun

$$M_A \sin^3 i = 10385 \cdot 10^{-11} (1-e^2)^{3/2} K^2 K_B P;$$

$$M_B \sin^3 i = 10385 \cdot 10^{-11} (1-e^2)^{3/2} K^2 K_A P;$$

yo'zish mumkin. Agar qo'shaloqning bittasining spektri ko'rinsa, u holda

$$\frac{m_B^3 \sin^3 i}{(m_A + m_B)^2} = 10385 \cdot 10^{-11} (1-e^2)^{3/2} K_A^3 P.$$

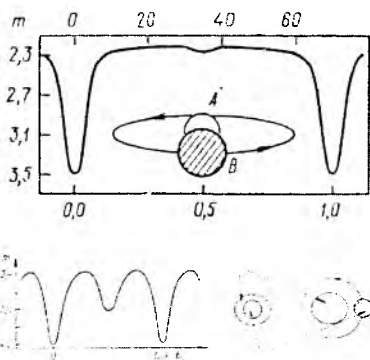
Bu formulaning o'ng tomoni ma'lum, chap tomonida massalar nisbati bor. Agar biror yo'l bilan $\alpha = \frac{m_B}{m_A}$ topilsa ($0 < \alpha < 1$), u holda

$$\frac{m_B \alpha^3}{(1+\alpha)^2} \sin^3 i = 10385 \cdot 10^{-11} (1-e^2)^{3/2} K_A^3 P.$$

3.2.2. Umumiy yorug'ligining o'zgarishiga ko'ra tizim a'zolarini tekshirish

Ayrim yulduzlarning yorug'ligi davriy ravishda o'zgarib turadi, biroq uning temperaturasi, spektri, nuriy, tezligi o'zarmaydi. Bunday o'zgarish yulduzni boshqa biror xira (yulduz) yoki qora jism (sayyora yoki gaz-chang gardish) to'sishi natijasida ro'y berishi mumkin. Biz yuqorida ko'rib o'tgan to'silma o'zgaruvchan yulduzlar shunga misol bo'la oladi. To'silma o'zgaruvchan qo'shaloq yulduzning tashkil etuvchilari, odatda, bir-biriga juda ($a \approx 100$ R-yulduz radiusi) yaqin bo'ladi, ular alohida ko'rinmaydi va yulduzlar orasida modda almashinuvi ham ro'y berib, ular atrofida gaz-chang disk (Saturnniki singari) hosil bo'ladi. Atrofida gaz-chang diski bo'lgan yulduzlar ko'p bo'lishi kerak. Bunday yulduzlar qarash chizig'ida yotmasa ham yulduzni vaqti-vaqti bilan to'sish mumkin, natijada uning yorug'ligi pasayadi. Shuningdek, yulduzlar atrofida qora jismlar, sayyoralar aylanadi va sayyora yulduz bilan kuzatuvchi orasidan o'tganda yulduz gardishini to'sib o'tadi, bu ham yulduzning yorug'ligini ma'lum muddat davomida (qora jism yulduz gardishi bo'ylab o'tayotganda) pasaytiradi. Demak, yulduzlarning yorug'ligini tekshirishdan biz uning atrofida aylanayotgan jismlar to'g'risida ma'lumot olamiz.

a) to'silma yoki fotometrik qo'shaloq yulduzlar. Agar qo'shaloq yulduzlarning orbita tekisligi kuzatuvchi orqali o'tsa ($i \approx 90^\circ$), birlashuv paytlarida bir yulduz ikkinchisini to'sadi va tizimning umumiy yorug'ligi 1.5—2 marta kamayadi. Bunday hodisa tashkil etuvchilar bir-biriga juda yaqin bo'lganda ro'y beradi. Bunday qo'shaloqlar to'silma o'zgaruvchan yoki zich qo'shaloq deb yuritiladi. Bunga Algol (Perseyning β -si) misol bo'la oladi. 3.10-rasmda Algol yorug'ligining o'zgarish egri chizig'i keltirilgan. Algo'lning tashkil etuvchilarida biri ikkinchisiga nisbatan ancha yorug'.



3.10-rasm. Algol (Perseyning β -si)ning (a) va Liraning β -si (b) yorug'likni o'zgarish egri chiziq-lari.

Liraning β -si ham to'silma o'zgaruvchan (3.10-rasmga qarang), biroq uning tashkil etuvchilarining, yorug'liklari kam farq qiladi. Shuning uchun yorug'lik egri chizig'ida bosh minimum bilan ikkinchi minimum orasidagi farq kam.

Fotometrik qo'shaloqning yorug'lik egri chizig'idan a , Ω ni topib bo'lmaydi, e va ω ni murakkab yo'l bilan aniqlash mumkin, lekin tashkil etuvchilar o'lchamlari (r_1 va r_2) katta yarim o'q birliklarida oson topiladi, shuningdek, to'la yorqinlik birlik (L) larida tashkil etuvchilar yorqinligini va i ni topish mumkin.

Tashkil etuvchi gardishlari bir xil yorug'likda bo'lsa, ularning radiuslari nisbati, $\frac{r_2}{r_1} = k$ ($k \leq 1$), to'silish bo'lmaganda juftlikning yig'indi yorug'ligi birga teng ($m_1 + m_2 = 1^m$) va minimumlarida bo'lsa, m lar o'zgarish egri chizig'idan olinadi. m_1^m - katta yulduz kichik yulduzni to'sgan paytda to'g'ri kelgan deb olsak, α_0 -minimumlikda to'silish fazasi, ya'ni kichik yulduz yuzasi birliklarida ifodalangan maksimal to'silish yuzasi to'g'ri keladi. Bu paytda tizim yorug'ligining pasayishi $1 - m_1^m$ va kichik yulduzning yorqinligi $\lambda_2 = (1 - m_1^m) / \alpha_0$ bo'ladi. Yarim davrdan keyin shunday fazada katta yulduzning $k_2 \alpha$ qismi to'siladi va $L_1 = (1 - m_2^m) / k^2 \alpha_0$ bo'ladi. Endi $L_1 + L_2 = 1$ ligini inobatga olsak

$$\alpha_0 = 1 - m_1^m + \frac{1 - m_2^m}{k^2}$$

Agar $\alpha_0 = 1$ bo'lsa, $k = \sqrt{\frac{1 - m_2^m}{m_1^m}}$ bo'ladi. Endi yulduzlarning nisbiy radiuslari r_1 va r_2 ni topamiz.

Agar to'silma qo'shaloqning parallaksi ma'lum bo'lsa, tashkil etuvchilarning effektiv temperaturasini topish mumkin

$$\lg T_c = -0.1 M_b - 0.5 \lg R + 4.236$$

$$M_b = m_b + b + 5 + 5 \lg \tau;$$

b) Yulduz oldidan sayyorasi o'tganda. Agar yulduzni uning atrofida aylanadigan sayyorasi to'sib o'tsa uning yorug'ligining o'zgarish egri chizig'i (grafigi)da sayyoraning nisbiy radiusi (r_2) ni, orbitasi katta yarim o'qi (a)ni va aylanish davri (P)ni aniqlash mumkin. Yulduzning minimumda yorug'ligi m^m va undan tashqarida m (bular o'lchanganda), R_c sayyora va R yulduz radiusi bo'lsin. U holda $m - m^m = \Delta m$ to'silish paytida yulduz yorug'ligining pasayishi bo'lsa, sayyora radiusi (R_c) ni yulduz radiusi R ga nisbati

$\frac{R_c}{R} = \sqrt{1 - 10^{0.4 \Delta m}}$ bo'ladi. Yorug'lik minimumining davomiyligi Δt bo'lsa,

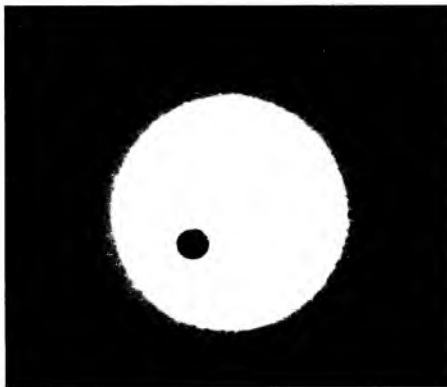
u holda $R = \frac{\Delta t}{2} \sqrt{1 - 10^{0.4 \Delta m}} s$ va $R_c = \frac{\Delta t}{2} = (1 - 10^{0.4 \Delta m}) c$. c — yorug'lik tezligi.

$v = \frac{2R}{\Delta t} \sqrt{1 - 10^{0.4 \Delta m}} c$. Endi P to'silishlarning takrorlanish davri bo'lsa,

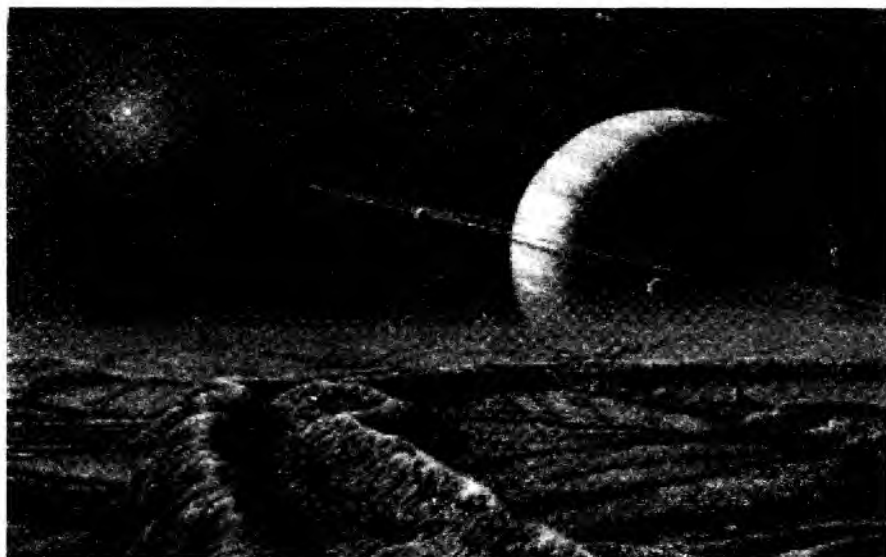
tezlik $v = \frac{2\pi a}{P} = c \sqrt{1 - 10^{0.4 \Delta m}}$ va sayyora orbitasining katta yarim o'qi

$a = \frac{P}{2\pi} c \sqrt{1 - 10^{0.4 \Delta m}}$ bo'ladi. 3.12-rasmda Pegas yulduz turkumidagi HD 209458 yulduzning yorug'lik o'zgarish chizig'i keltirilgan.

Bu yulduzning sayyorasi Yupiterdan ikki marta katta ekanligi aniqlangan. Bunday usul bilan 50 ga yaqin yulduz atrofida sayyoralar aylanishi aniqlandi.



3.11-rasm. Pegas yulduz turkumidagi atrofida qora jism (sayyora) aylanadigan yulduz (ND209458)ning yorug'ligini o'zgarish egri chizig'i (o'ngda) va yulduz oldidan sayyoraning o'tishi.



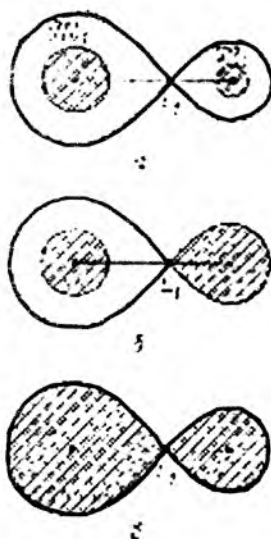
3.12-rasm. Eridan ϵ -ning atrofidagi sayyoraning Yupiter yoldoshidan ko'rinishi.

d) Zich qo'shaloqlar. Tashkil etuvchilari orasidagi masofa ularning o'lchamlari bilan solishtirilgan darajada (bir nechadan o'n martagacha) kichik bo'lgan juftliklar zich qo'shaloqlar deb ataladi. Bunday zich juftlikning aylanish davri 100 kundan kam, tashkil etuvchilarining orbital tezligi 300—350 km/s.

Zich juftlik yulduzlari o'zaro tortish kuchlari ta'sirida ellipsoid shaklga keladi. Ular

ekvipotensial sirtlari $\varphi = \frac{GM}{r} = \text{const}$ ham

ellipsoidal shaklga ega bo'ladi va ular L_1 birinchi yoki ichki Lagranj nuqtasida bir-biriga tegib turadi (3.13-rasmga qarang), ikkala yulduz uchun umumiy bo'lgan ekvipotensial sirt hosil qiladi, Rosh kritik sirti deb ataladigan bu sirt tekislik bilan kesilganda sakkizga o'xshash shakl hosil bo'ladi. Kritik sirt ichi *Rosh* (bo'shlig'i) *sohasi* deyiladi. Kritik sirtga tushgan zarra (modda) sirt bo'ylab ozod holda sirg'anib, bir yulduz atrofidan ikkinchisining o'tib yuradi. Agar zarra L_2 yoki L_3 nuqtalarga tushsa,



3.13-rasm. Zich qo'shaloq yulduz tizimlari: a) ajralgan, b) yarmi ajralgan, d) ajralmagan (yopishgan). Sakkiz shaklidagi egri sirtni ko'rsatadi.

unga ta'sir etayotgan tortish kuchlari bitta, massa markaziga yo'nalgan ekvivalent kuchga teng bo'ladi. Zarra dinamik jihatdan turg'un bo'lgan L_4 yoki L_5 nuqtalarga tushishi mumkin. Bu nuqtalar potensial o'ra deb ataladi va zarra bu yerda cheksiz uzoq vaqt qolib ketadi. Rosh sohasiga ko'ra zich qo'shaloqlar uch turga bo'linadi: ikkala tashkil etuvchisi ham Rosh sirtiga-cha yetmagan juftlik — ajratilgan, tashkil etuvchilardan biri Rosh sirtigacha sohani egallagan juftlik — yarim ajratilgan, ikkalasi ham Rosh sohasini to'ldirgan juftlik — yopishgan tizim deb ataladi. Rosh sohasini to'ldirishi yulduz evolyutsiya davomida ro'y beradi.

Yulduz o'zagining siqilishi va qobig'ining kengayishi Rosh sohasini to'lishga va moddani bir yulduzdan ikkinchi yulduzga o'taboshlashiga olib keladi. Rosh sohasi to'lgan tashkil etuvchidan modda ikkinchi yulduz atrofiga oqib o'tadi. Masalan, Liraning β -sida bosh yulduz B3, yo'ldosh yulduz F spektral sinfga mansub. Bosh yulduz minimumdan keyin, qo'shaloq spektrda emission chiziqlar ko'rinadi. Bu chiziqlarni bosh yulduzdan yo'ldoshga qarab yo'nalgan gaz oqimi beradi. Tezligi 80–360 km/s bo'lgan bu oqim yo'ldosh atrofni aylanib o'tib, bosh yulduz yonida tizim tashqarisiga qarab chiqib ketadi. U tizim atrofida spiral bo'ylab aylanib, dastlab halqa hosil qiladi va keyinchalik fazoga tarqalib ketadi. Ayrim hollarda Rosh sohasini to'ldirgan yulduzdan chiqayotgan modda oqimi ikkinchi yulduz yaqinida gaz halqa yoki disk hosil qiladi. Masalan, Javzoning U-si spektrida keng yorug' emission chiziqlar tarzida ko'rinadi. Chiziqlarning kengligi o'nlab angstromga tengligi gaz oqimlari tezligi minglab km/s ligidan dalolat beradi. Yorug'lik minimumi oldida emission chiziqni, binafsha qanoti kuchsizlanadi yoki yo'qoladi. Demak, yo'ldosh yulduz atrofida tez aylanadigan gaz disk mavjud.

3.3. Nostatsionar yulduzlar

Yuqorida biz spektri yutilish (absorbsion) chiziqlar bilan kesilgan tutash spektrdan iborat, yorug'ligi va boshqa fizik ko'satkichlari (T,R) deyarli o'zgarmaydigan yulduzlar tabiati bilan tanishib chiqdik. Atmosfera qatlamlari bir jinsli yassi-parallel bo'lgan bunday yulduzlar statsionar yulduzlar deb ataladi. Bunday yulduzlar ko'p. Biroq ular orasida yorug'ligi va spektrini tez va katta miqdorga o'zgartib turadiganlari ham uchraydi. Bunday yulduzlarning ayrimlarining yorug'ligi va unga mos ravishda spektri davriy ravishda o'zgarsa, boshqalariniki betartib va katta miqdorda o'zgaradi, uchinchilarning spektrida keng emission chiziqlar, to'rtinchilarinikida esa absorbsion chiziq bilan birgalikda emission chiziqlar ham ko'rinadi.

Yuqorida ta'kidlaganimizdek, yulduzning nurlanishi va unga mos keladigan spektri uning atmosfera qatlamlarida hosil bo'ladi. Demak, yulduzning yorug'ligi va spektridagi o'zgarishlar uning atmosfera qatlamlarida ro'y berayotgan fizik jarayonlar (chaqnash, portlash va otilib chiqish, kengayish va siqilish) bilan bog'liq. Bunday jarayonlar yulduz atmosferasida statsionarlikning buzilishi natijasida ro'y beradi. Shuning uchun yorug'ligi

va spektri fizik jarayonlar natijasida o'zgartib turuvchi yulduzlar nostatsionar yulduzlar deb ataladi. Nostatsionar yulduzlarni to'rt turga bo'lib ko'ramiz: 1) yorug'ligini pulsatsiyalar ketma-ketligi sifatida o'zgartuvchilari — pulsatsiyalanuvchi yulduzlar deb ataladi; 2) spektrida yorug' emission chiziqlar ko'rinadigan yulduzlar; 3) chaqnovchi mitti yulduzlar; 4) yangi va o'ta yangi yulduzlar.

3.3.1. Pulsatsiyalanuvchi yulduzlar

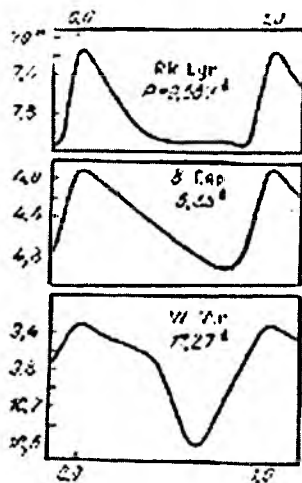
Pulsatsiyalanuvchi yulduzlar bir necha turga bo'linadi: Sefeidlar, Sumbulaning W- si singari (WVir) pulsatsiyalanuvchi yulduzlar, Liridlar, Katta Itning β -si (β SMA), Savrning RV- si (RV Tai) va Kitning-O-si (o Cet) yoki Kitning mirasi. Bundan birinchi uchta turining pulsatsiyalanishi bir-biriga o'xshash va bir xil nazariyasi yaratilgan.

Sefeidlar — Sefeyning δ -si ga o'xshash yulduzlar, pulsatsiyalanish davri 1^d (bir sutka)dan 70^d gacha (o'rtacha 7^d) amplitudasi $0.1^m < \Delta m < 2.0^m$; o'rtacha absolut kattaligi $M = -3^m$; F va G sinfga mansub o'ta gigantlar. O'rtacha modda zichligi $\rho = 10^{-5}$ g/sm³. Galaktika tekisligida sefeidlar ko'p uchraydi. (Galaktikada I tur aholisi, yassi tashkil etuvchi a'zosi).

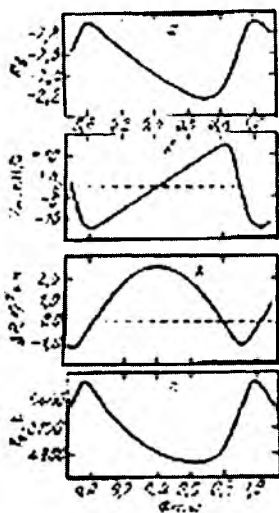
Sumbulaning W-si singari yulduzlar: pulsatsiyalanish davri 2–75 sutka. Barcha pulsatsiyalanish ko'rsatkichlari bo'yicha sefeidlarga o'xshash, faqat yorug'ligi bo'yicha ulardan 1.5–2.0^m yulduz kattalikka xira. F va G sinfga mansub gigant yulduzlar $M = -1^m$. Galaktikani sferik tashkil etuvchisiga mansub F va G sinfdagi gigant yulduzlar. Sefeyning δ -si (Sefeidlar) va Sumbulaning W-si singari yulduzlarning 700 yaqini topilgan va tekshirilgan.

Liridlar — Liraning RR i singari pulsatsiyalanuvchi yulduzlar: davri 80 minutdan 1.2 sutkagacha, amplitudasi $\Delta m \leq 1^m$, A - spektral sinfga mansub gigant yulduzlar, o'rtacha modda zichligi $\rho = 10^{-2}$ g/sm³, asosan sharsimon yulduz to'dalarida ko'rinadi. Demak, Galaktikaning sferik tashkil etuvchisiga kiradi. Bu yulduzlar qisqa davrli sefeidlar deb ham ataladi. Hammasi bo'lib bunday yulduzlar soni 8000 ga etgan. Yulduzlar yorug'ligining o'zgarish egrisi (3.15-rasm) asimmetrik ko'rinishga ega: yulduz tez suratlilar bilan yorug'lik maksimumiga yetadi va asta-sekin so'nadi.

Yorug'ligi bilan birga temperaturasi va unga teskari holatda nuriy tezligi va radiusi o'zgaradi (3.14-rasmga qarang). Yulduzning yorug'ligi oshgan sari uning kengayishi tezlashadi va



3.14-rasm. Pulsatsiyalanuvchi yulduzlar namoyandalarining yorug'ligi o'zgarish egrisi chizig'i.



3.15-rasm. Sefeyning δ -si singari yulduzlarning vaqt (faza) bo'yicha yorug'ligi (a), nuriy tezligi (b), radiusi (d) va temperaturasi (e) o'zgarish egri chiziq-lari.

yorug'lik maksimumga yetganda kengayish tezligi (nuriy tezlik) 15 km/s ga, temperatura esa maksimumga yetadi. Bu paytda yulduzning ichki qaynoq qatlamlari ochiladi va u intensiv nur socha boshlaydi. Shundan keyin ortiqcha energiyasining ko'p qismini sochib bo'ladi. U sovib, siqila boshlaydi. Bu hodisa to minimumgacha davom etadi. Endi yulduzni siqilishi tez suratlar bilan sekinlashadi va nisbatan qisqa vaqtdan keyin yulduz yana tez suratlar bilan kengaya boshlaydi. Kengayish natijasida yulduzning ichki qaynoq qatlamlari oydinlasha boradi va u yerda to'planib qolgan energiya tez suratlar bilan sochila boshlaydi. Bu jarayon issiqlik mashinasidagi jarayonga o'xshab, siqilayotgan gaz qiziy boshlaydi va temperaturasi ma'lum darajaga yetganda portlab ketadi va porshinni itarib tashlaydi. Yulduz atmosferasida, albatta, portlash ro'y bermaydi, balki yulduz sirtining, kengayishi va siqilishi siqilayotgan gazdagi geliy ionlari (Ne II hamda Ne III)ni hosil bo'lishi bilan bog'liq.

Bu jarayon yulduzning yupqa (0.01-0.02R,) tashqi qatlamida ro'y beradi. Bu qatlamda $T=45\ 000$, $\rho=3 \cdot 10^{-8}$ g/sm³, qatlam massasining milliondan birini tashkil etadi. Uning ustki qismida bir marta ionlangan geliy (Ne II), ostkisida esa ikki marta ionlangan geliy (Ne III) ko'p. He III sohasida yutish

koeffitsiyenti $k \sim \frac{1}{\rho}$ zichlikka teskari proporsional, He II sohasida esa $k \sim \rho^{0.7}$ to'g'ri proporsional bo'ladi. Yulduzning tashqi soviyotgan va siqilayotgan He II sohasida zichlik orta boshlaydi. Bu esa qatlamning notiniqligini oshiradi, ichkaridan kelayotgan energiya unda intensiv yutiladi va T ko'tarila boshlaydi. Natijada yulduzning bu tashqi qatlami shishib, He II dan He III hosil bo'la

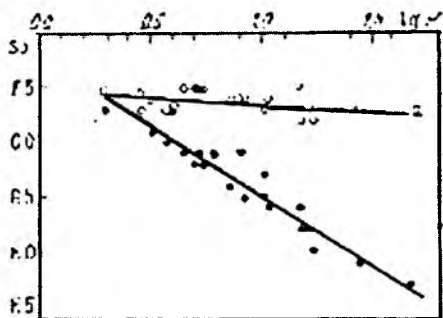
bo'shlaydi. Bu esa k ni tez suratlar bilan kamayishiga (chunki $k \sim \frac{1}{\rho}$) sababchi bo'ladi. Natijada qatlam oydinlashadi va ortiqcha energiya undan tashqariga chiqib ketib, T pasaya boradi (He III dan HeII hosil bo'la boshlaydi), sovigan gaz yulduzga tusha boshlaydi, qatlam yana siqila boshlaydi, jarayon takrorlanadi.

Pulsatsiyalanayotgan yulduzning yorug'ligining o'zgarishi bilan uning temperaturasi, demak, spektri va spektral sinfi ham o'zgaradi. 3.17-rasmda sefeidlarning pulsatsiyalanish davri (P) bilan spektral sinfi orasidagi bog'lanish keltirilgan: halqachalar-maksimumda, qora nuqtalar minimumda spektral sinfi. 3.16-rasmdan ko'rinib to'ribdiki P qancha katta bo'lsa spektral sinfining o'zgarishi shuncha keng bo'ladi. Rasm 3.17 da Gersshprung-Ressel

diagrammasida pulsatsiyalanuvchi yulduzlarning joylashishi ko'rsatilgan. Rasmlarda yulduzning pulsatsiyalanish davri bilan o'rtacha absolut kattaligi $M = (M_{\text{Max}} + M_{\text{min}}) / 2$ orasida bog'lanish borligini ko'rish mumkin.

Bu bog'lanish $\bar{M}_v = -1.18 - 2.90 \cdot \lg P$ va $(B-V) = 0.46 \cdot \lg P + 0.27$ pulsatsiyalanuvchi yulduzni absolut kattaligi (M) ni, demak, uzoqligini aniqlashda qo'llaniladi.

Chizmadan ko'rinib turibdiki, P qancha katta bo'lsa, spektral sinfining o'zgarishi shuncha keng bo'ladi. Bu bog'lanish pulsatsiyalanuvchi yulduzning absolut kattaligini, demak, uzoqligini aniqlashda qo'llaniladi. Buning uchun yulduzning pulsatsiyalanish davri (P) topiladi, ko'rinma yulduziy kattaligi o'lchanadi yuqoridagi bog'lanishdan M-topiladi va $\lg r = 0.2 \cdot (m - M) + 1$ yoki $r = 10^{0.2(m-M)+1}$ orqali masofa r (parseklarda) hisoblanadi. Bu bog'lanish boshqa galaktikalargacha bo'lgan masofani aniqlashda qo'llaniladi. Sefeidlarda, 3.17-rasmda Gersshprung — Ressel diagrammasida, bosh ketma-ketlikdan yuqorida joylashadi.

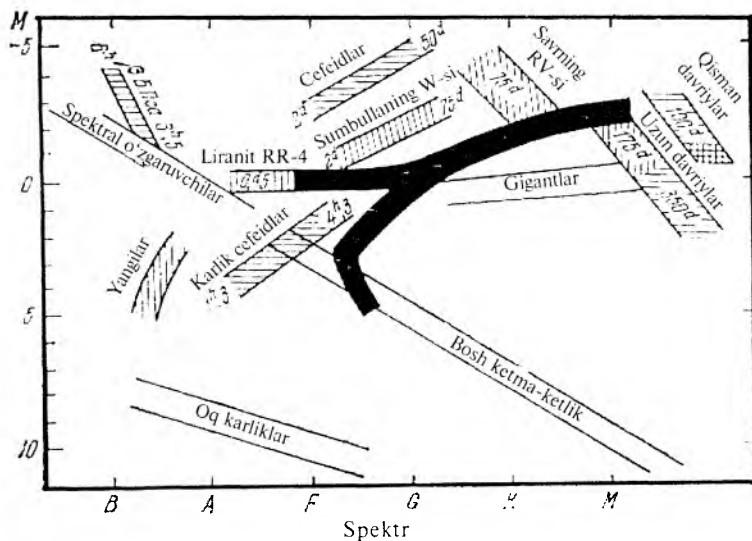


3.16-rasm. Sefeidlarda spektrning davr uzunligiga mos ravishda amplituda bilan o'zgarishi.

Katta Itning β -si singari yulduzlar. Bunday qaynoq yulduzlar $B_1 - B_2$ spektral sinfga mansub bosh ketma-ketlikning ustida, unga yopishgan holda joylashadi. Ularning pulsatsiyalanish davri juda qisqa, (3—6 soat), yorug'ligining o'zgarish amplitudasi 0.2^m dan oshmaydi. Bu yulduzlarning (5—160 km/s) nuriy tezligi ham shunday davr bilan o'zgaradi. Bu yulduzlarda tezlikning o'zgarishi sakrab (bir davr ichida 2 marta o'zgaradi) ro'y beradi. Bu hodisa yulduzdan gaz qobig'ining ajralishi bilan bog'liq. Ularda o'rtacha zichlik $\rho \sim 10^{-2} \div 10^{-3} \text{ g/cm}^3$. Davr yorqinlik bog'lanishi sefeidlarda kuzatiladiganga teskari bo'ladi, ya'ni davr ortishi bilan M ham, T ham ortadi.

Savrning RV-si va Kitning Mirasi. Savrning RV-si singari G va M spektral sinfga mansub o'tagigant yulduzlarning 100 ga yaqini ma'lum. Pulsatsiyalanish davri 30-150 kungacha, yorug'ligining o'zgarish amplitudasi 3^m dan oshmaydi. Qisqa davrlidan uzun davrligiga tomon o'tgan sari o'rtacha zichligi 10^{-4} dan 10^{-6} g/cm^3 gacha oraliqda o'zgaradi. Nuriy tezligi sakrab o'zgaradi bu esa gaz harakati o'tilib chiqish xususiyatiga ega ekanligini ko'rsatadi. Yorug'lik egrisi Liraning β -si nikiga o'xshaydi.

Kitning Mirasi (0 Set) kabi M, C, S spektral sinfga mansub o'tagigant yulduzlar yorug'ligining o'zgarish davri 70 dan 1400 sutkagacha bo'ladi, yorug'ligini o'zgarish amplitudasi 3 dan 10^m gacha bo'ladi. Bunday uzun davrli o'zgaruvchan yulduzlar spektrida maksimumidan keyinroq vodorod,



3.17-rasm. Har xil turdagi pulsatsiyalanuvchi yulduzlarni spektr — yorgʻinlik diagrammasida joylashishi.

Fe I, Fe II va boshqa elementlarning emission chiziqlari koʻrinadi. Bu esa sovuq yulduzlar atmosferasiga emission chiziq beradigan qaynoq gazlarning otilib chiqishini koʻrsatadi. Kitt Mirasining $R = 400R_{\odot}$, massasi $10M_{\odot}$ va oʻrtacha zichligi 10^{-8} g/sm³ ga teng. Yuqorida keltirilganlardan koʻrinib turibdiki, yulduzning zichligi pasaygan sari uning pulsatsiyalanish davri orta boshlaydi. Eng oddiy holda bir jinsli sharning pulsatsiyalanish davri bilan zichligi orasida sodda bogʻlanish bor, yaʼni

$$P = \frac{0.14}{\sqrt{\rho}} \text{ sutka.}$$

Bu formula mayatnikni tebranish formulasidan chiqarilgan, mayatnik ipi uzunligi oʻrniga R qoʻyilgan va $P = \frac{GM}{R^2}$ ligi hisobga olingan. Pulsatsiyalanuvchi yulduzlar G-R diagrammasida bosh ketma-ketligidan yuqorisida chapdan oʻngga tomon davri ortishi bilan maʼlum tartibda joylashadi (3.17-rasmga qarang). Sefeidlarda $\bar{\rho} = 10^5$ g/sm³, uni yuqoridagi formulaga qoʻysak $R \approx 50^d$, Liridlarda $\bar{\rho} = 10^2$ g/sm³; $R \approx 1.4^d$ (sutka); Kitning Mirasi uchun $\bar{\rho} = 10^{-7}$ g/sm³ va $R=1400^d$ sutka. Agar yulduzning pulsatsiyalanishi yuqoridagi formulani chiqarishda faraz qilingan oddiy mexanik tebranish boʻlsa, u tez orada soʻnib qolishi kerak edi. Biroq bu kuzatilmaydi, yulduz yuzlab-minglab yillardan buyon pulsatsiyalanib

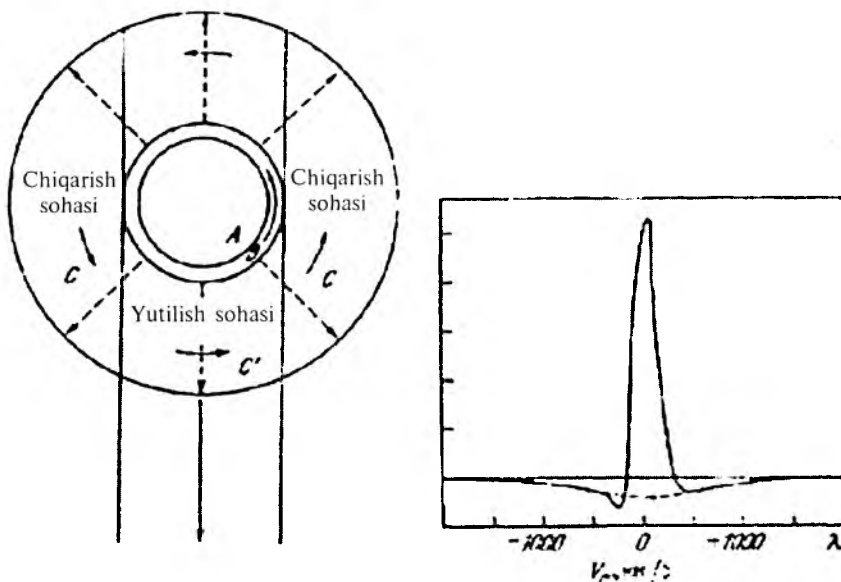
kelmoqda. Demak, uni bunday tebranishni tiklab turadigan jarayon sifatida ko'rish va u avtotebranish ko'rinishga ega bo'lishi kerak. Bunday hol yuqorida, sefeidlar misolida ko'rilgan, yulduzning yuza qatlamida ($0.01-0.02 \cdot R$) ro'y berayotgan geliyning ionlanish darajasi o'zgarib turishi bilan bog'liq bo'lishi mumkin: yulduzning bu qatlami kengayayotganda u yerda geliyning ionlanish darajasi pasayadi siqilayotganda esa ko'tariladi. Sefeidlarda bu jarayon aniq davriy turg'un tebranish xususiyatga ega bo'lsa, uzun davrli Savrning RV-si, Kitning Mirasi va qisqa davrli Katta Itning β -si singari yulduzlarda bu jarayon noturg'un bo'lib, u portlash va modda otilib chiqishlar bilan kechadi. Shuning uchun yulduz spektrida emission chiziqlar ko'rinadi.

3.3.2. Spektrida yorug' emission chiziqlar ko'rinadigan yulduzlar

Ayrim yulduzlarning nostatsionarligi ularning spektrida emission chiziqlar ko'rinishida namoyon bo'ladi. Bunday chiziqlar yulduz atmosferasining juda yuqori temperaturaga ega qaynoq qatlamlarida hosil bo'ladi, ya'ni optik yupqa va shu'lalanadigan qaynoq gaz qatlam hosil qiladi. Bu qatlam orqasida tutash spektr beradigan zich va qaynoq soha yo'q. Yuqorida biz ko'rib chiqqan statsionar yulduzlar spektri yutilish chiziqlar bilan kesilgan tutash spektridan iborat edi. Tutash spektr yulduz fotosferasining pastki zich va qaynoq qatlamlarida, yutilish chiziqlari esa uni yuqori siyrak va nisbatan past temperaturadagi qatlamlarida hosil bo'ladi. O va B sinfga mansub yulduzlar spektrida emission chiziqlarning ko'rinishi atmosferasi yuqorida ko'rilgan statsionar yulduzlarnikidan farq qilishini ko'rsatadi. Ayrim yulduzlar spektrida emission chiziqlar bilan birgalikda yutilish (absorbtsion) chiziqlari ham ko'rinadi. Bir vaqtning o'zida ham emission, ham absorbtsion holatda ko'rinadigan chiziq hosil qiladigan yulduz atmosferasi nostatsionar yoki yulduzlaridan biri qaynoq O yoki B sinfga, ikkinchisi esa G yoki K sinfga mansub zich qo'shaloq bo'lishi kerak. Bunday qo'shaloq energiyasining asosiy qismi (98 %) yulduzdan chiqishi kerak, chunki ko'rilayotgan nostatsionar yulduzlar O yoki B sinfga mansubdir. Spektrida ham emission, ham absorbtsion chiziqlar ko'rinadigan nostatsionar yulduzlarning uch xili mavjud.

a) Of yulduzlar: O sinfga (O6-O7) mansub ko'p bo'lmagan bunday qaynoq yulduzlar spektrida yutilish chiziqlar bilan birgalikda He II $\lambda 4686$, NIII $\lambda \lambda 9634, 4640, 4641$ emission chiziqlari ko'rinadi. Ayrim yutilish chiziqlari nihoyatda kuchsiz yoki emission chiziq ustiga tushishi natijasida yo'qolib ketgan.

b) Oqqushning P-siga o'xshash yulduzlar. Bunday yulduzlar absolut yorqin ($M_V = -7^m - 9^m$) yulduzlar hisoblanib, spektrining qisqa to'lqinli tomonida absorbtsion yo'ldoshi (C') bor. Kuchli emission (C) chiziq keng absorbtsiya (A) sahnida ko'rinadi. Emission chiziq (C) yulduzning keng qaynoq qobiq qatlamida, keng absorbtsiya A esa tez aylanayotgan fotosferasida, yo'ldosh chiziq C' esa kuzatuvchi tomondagi qobiq qatlamda hosil bo'ladi



3.18-rasm. Qaynoq qobiq bilan o'ralgan yulduzning tuzilishi (a) va uning spektral chizig'i fotometrik profil ko'rinishi (b).

(rasm 3.18). Yo'ldosh C' binafsha tomon siljigan, demak, yulduzning qobig'i kengaymoqda.

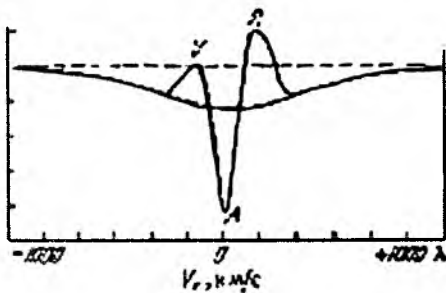
d) Be-yulduzlar. Spektrida vodorodning, ayrim hollarda Fe II ning emission chiziqlari ko'rinadigan B sinfga mansub 1000 dan ortiq yulduzlar Be-yulduzlar deb ataladi. 3.19-rasmda Mezonning 48-yulduzi spektrida H_{β} (vodorod chizig'i) chizig'ining profili keltirilgan. Tutash spektr (punktir to'g'ri chiziq) sahnida H_{β} chiziq profilida intensivlikni o'zgartirishi murakkab ko'rinishga ega. Keng absorbsiya (A) ichida ingichga yutilish chizig'i (C') bilan kesilgan keng emission (C) chiziqni ko'rish mumkin. Yulduzning qaynoq qobiq qatlami (3.18-rasm) da hosil bo'lgan keng emission chiziq (C)ni kesib turuvchi yutilish chizig'i (C') uning kuzatuvchiga qaragan qobiq qatlami (C') da hosil bo'ladi. Ingichka chiziq bilan kesilgan keng absorbsiya yulduzning tez aylanayotgan fotosferasida hosil bo'ladi. Emission chiziq ichida ko'rinadigan ingichka yutilish chizig'ining intensivligi va o'rni yoki u bu tomonga siljib turadi, natijada emission chiziqni qisqa to'liqin (V) li va uzun to'liqinli (R) li tashkil etuvchilarining nisbiy intensivligi o'zgaradi. Bu hodisa yulduzdan modda otilib chiqilayotganligidan dalolat beradi, uning nostatsionarligini ko'rsatadi.

Tez (~ 300 km/s) aylanayotgan yulduzdan otilib (~ 100 km/s) chiqayotgan qaynoq gaz undan uzilib chiqib, ekvator tekisligida aylangan yo'ldoshga aylanishi mumkin. Biroq bu qaynoq gaz soviydi va

nurlanishi so'na boshlaydi va uni yorug' va qaynoq yulduz yonida ko'rish qiyin.

Agar yorug' yulduzning to'silma qo'shaloq a'zosi bo'lsa, bunday qaynoq gaz halqani ko'rish mumkin.

Savrning RW-si (RW Tau) shunday yulduz bo'lib chiqdi. U biri B9 ikkinchisi gK0 sinfga mansub yulduzlardan iborat to'silma qo'shaloqdir. B9 yulduz atrofida qaynoq gaz yo'ldosh (halqa) ga aylanadi. Xira gigant (gK0) yorug' yulduzni to'la to'sganda umumiy intensivlik 98%ga kamayadi va yulduz (gK0) spektrida qizil tomonga siljigan emission chiziq ko'rinadi. Siljish (aylanish) miqdori 350 km/s tezlikka mos keladi. To'silish tugashi oldidan spektrda yana emission chiziq ko'rinadi, endi u binafsha tomonga siljigan (-350 km/s). Bunday to'la to'siladigan yulduzlarning yarmidan ko'pida kuzatiladi.



3.19-rasm. Mezonning 48 ni spektrida H_{β} chizig'i profili.

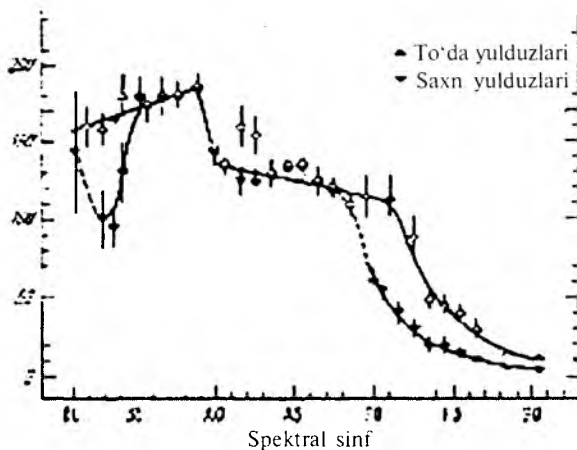
e) Volf-Raye yulduzlari. Kengayotgan qaynoq qobiq bilan o'ralgan nostatsionar yulduzlarning bir turi Volf-Raye yulduzlari deb ataladi va ularning spektral sinfi W bilan belgilanadi. Bunday yulduzlar spektrida juda keng ($50-100 \text{ \AA}$) emission, chiziqlar to'g'rirog'i emission tasmalar ko'rinadi. Tasmalarning kengligi 1500 km/s gacha tezlik bilan kengayadi, tasmalar orasidagi tutash spektri juda kuchsiz, yulduzning yorug'ligi asosan

uning qobig'ida hosil bo'ladi. Absolut yulduz kattaligi o'rtacha $\bar{M} = -3.4_m$, bolometrik kattaligi -9^m ga yetadi. Spektrida He II $\lambda 4686$, CIV, NIV va NV ion chiziqlari ko'rinadi. Yulduz temperaturasi 60 000 dan 100 000 K gacha, W yulduzlarning o'zagi sirtida temperatura 90 000 dan 110 000 K gacha bo'lishi kerak. W yulduzlar ikki turga bo'linadi: WN azotli, WC — uglerodli, Volf-Raye yulduzlarining ko'pi qo'shaloq yulduzlardir.

W — yulduzlar o'z moddasini fazoga uzluksiz sochib turadi. Oqqushning V444 (V444 Cyg) yulduzi shundaylardan. Uning massasi $M = 12M_{\odot}$; Quyoshnikidan 12 marta ko'p; $R = 7R_{\odot}$; o'zagini $R_u = 2R_{\odot}$. Bir yilda $10^{-5} M_{\odot}$ massa va 100 000 yilda o'z massasining bir Quyosh massasiga teng qismini yo'qotadi. W yulduzlar massiv ($15-20M_{\odot}$) hisoblanadi.

Shunday qilib, yuqorida ko'rilgan yulduzlar (Oqquning P-si, Be) ning nostatsionarligi ularning fotosfera va qobiq qatlamlarining tez aylanishi bilan bog'liq. Shuningdek, nostatsionarlik qo'shaloqlik bilan bog'liq bo'lishi mumkin.

3.20-rasmda bosh ketma-ketlik yulduzlarining o'q atrofida aylanish bilan ularning spektral sinfga bog'liqligi tasvirlangan. Chizmadan ko'rinadiki, B ($16\ 000^{\circ}$) va A ($10\ 000^{\circ}$) sinfga mansub yulduzlar o'z o'qi atrofida tez (150 km/s) va F ($8\ 000^{\circ}$) va G ($6\ 000^{\circ}$) sinfga mansublari sekin (10 km/s)



3.20-rasm. Yulduzlarning o‘q atrofida aylanishining ularning spektral sinfiga bog‘liqligi.

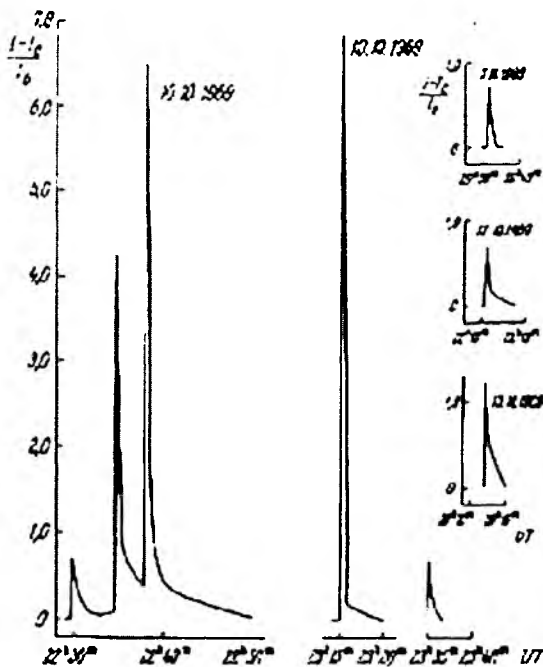
aylanadi. O‘tagigantlarning O va B3 sinfga mansublarining aylanishi 100 km/s, A-F ga mansublariniki — 25 km/s. Gigantlarning, A-ga mansublari, F va G (75—100 km/s) ga mansublariga qaraganda sekin aylanadi.

3.3.3. Chaqnovchi mitti (karlik) yulduzlar

Yorug‘ligini to‘satdan, katta tezlik va miqdorga o‘zgartiradigan, biroq davriyligi aniq bo‘lmagan yulduzlar chaqnovchi yulduzlar deb ataladi. Chaqnash bilan birgalikda yulduz spektrida ro‘y berayotgan o‘zgarishlar nostatsionar jarayon natijasi ekanligini ko‘rsatadi. To‘plangan kuzatish natijalarini tahlil qilish shuni ko‘rsatdiki, bunday chaqnovchi yulduzlar zich qo‘shaloq a‘zolaridan biri bo‘lib, bunda chaqnash yulduzlarning o‘zaro ta‘siri tufayli ro‘y beradi. Qo‘shaloqning biri gigant bo‘lsa, ikkinchisi karlik yulduz ekanligi va chaqnash karlik bilan bog‘langanligi bashorat qilinmoqda. Chaqnovchi yulduzlarning yetti xili topilgan.

1) Kitning UV-si (UV Cet) singari chaqnovchi mitti (karlik) yulduzlar. UV Cet yorug‘ligini 1—2 minut ichida 1—2^m birlikka (bir marta hatto 20 sekund ichida 5^m birlikka) orttirib yuboradi, maksimumdan keyin yorug‘ligining tushishi birmuncha sekin ro‘y beradi (3.21-rasm). Bunday yulduzlarning 50 dan ortig‘i qayd qilingan va o‘rganilgan. Ularning yorug‘ligi bir necha minut ichida 1—6^m birlikka sakrab ortadi va yana eski holatiga qaytadi. Ularning massasi 0.16 dan 0.04 m_{\odot} (m_{\odot} — Quyosh massasi) gacha oraliqda bo‘ladi.

Kuchli chaqnash spektrida emission chiziqlar H_{α} , Ca II H va K ning ko‘rinishi bilan davom etadi, maksimumda geliyning emission chiziqlari He I $\lambda\lambda 4026, 4471$ va λ He II 4686 ham ko‘rinadi. Ultrabinafsha qismida



3.21-rasm. Chaqnash paytida UV Kitt yorug'ligining o'zgarishi.

tutash emissiya kuzatiladi, rang ko'rsatkichi U-B anomal darajada past. Karlikning yorqinligi qancha kam bo'lsa, shuncha ko'p chaqnash kuzatiladi. O'rtacha 100 soat kuzatish davomida 15 ta chaqnash qayd qilingan. Chaqnashlar Quyosh chaqnashlariga o'xshash. Tabiati to'la ochilmagan.

2) Javzoning U-si (U Gem). Qat'iy davrga ega bo'lmagan tartibda yorug'ligi tez, sakrab chaqnaydi va maksimumda bir necha kun bo'lgach yana sakrab oldingi holatga qaytadi va shu holatda bir necha o'n yoki yuz kun bo'lgach, yana chaqnaydi. Chaqnash amplitudasi 2–3^m (ayrim hollarda 4–5^m). Minimumda spektri kuchsiz tutash, spektr yuzida H, He I va Ca II kuchli emission chiziqlari va bir necha yutilish chiziqlari ko'rinadi. Maksimumda tutash spektri kuchayadi va uning maksimumi qisqa to'lqinlar (binafsha) tomon siljiydi, yutilish chiziqlari oldingidek kuchsiz, emission chiziqlar g'oyib bo'ladi. Agar minimumda temperaturasi 4900 K (G — spektral sinf) bo'lsa, maksimumda 12–15 ming gradusga (spektr AO-A1) yetadi. Spekt-ridagi bunday kuchli o'zgarishlar U Gem zich qo'shaloq ekanligi, uning a'zolari har xil yulduz ekanligi aniqlangandan keyin qoniqarli tushuntirildi. Masalan, bunday yulduzlar tarkibiga kiradigan Oqqushning SS-(SS Cyg) yulduzi spektral qo'shaloqdir (davri 6^h38^m). Uning a'zolaridan biri qaynoq (Be) subkarlik, ikkinchisi past temperaturali (G5) gigant yulduz. Subkarlik chaqnaydi. U Gem da a'zolar sdBe + dK, qaynoq sub karlik va sovuq karlik, aylanish davri 4^h11^m.

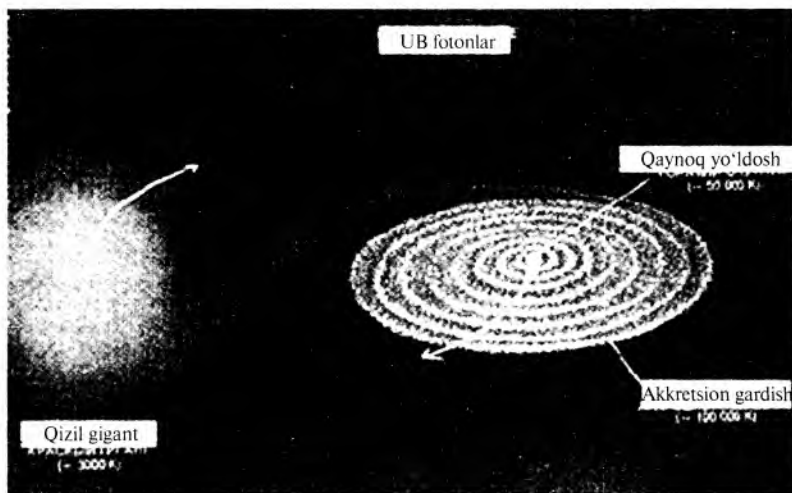
Bunda chaqnash qaynoq subkarlik atrofida sovuq yo'ldoshdan (u Rosh sohasini to'ldiradi) kelgan modda oqimi ta'sirida hosil bo'lgan akkretsiyon diskning buzilishi va qayta tiklanishi bilan bog'liq.

3) Savrning T (T Tau)si va Aravakashning RW (RW Aur).

Bu yulduzlar o'zgaruvchanligi bo'yicha Javzoning U-si ga yaqin turadilar. Ular ayrim hollarda bitta keng guruhga kiritiladi. T — Tau spektri xususiyatlari bilan, RW Aur esa yorug'ligining o'zgarish xususiyatlari bilan U Gem ga o'xshashdir. Bu yulduzlardan F5—G5 sinfga, T Ori esa — B5 sinfiga mansub yorug'ligini betartib va tez o'zgartib turadi, chaqnashlarni ayrim hollarda uzoq muddatli tinch holat ajratadi. Yorug'ligi chizig'ida (bir necha soat davom etadigan) tez 0.5 — 1.0^m o'zgarishlar ko'rinadi.

T Tau spektrida hamma vaqt H, Ca II, H va K, He, Fe va Fe II emission chiziqlar ko'rinadi va ular chaqnash paytida kuchayadi. Ultrabinafsha qismida noissiqlik xususiyatga ega bo'lgan kuchli tutash emissiya kuzatiladi.

Bunday yulduzlar osmonda bir-biriga yaqin joylashadi va ma'lum guruhlar O yoki T-assotsiatsiyalar (V.A. Ambarsumyan) hosil qiladi. Bu yulduzlar yosh hisoblanadi va hali bosh ketma-ketlikka qo'nganlari yo'q, siqilish gravitatsiya energiyasi hisobiga nurlanadilar. Infraqizil spektrining ko'rsatishicha, ular yetarli darajada sovuq molekular bulutlar (suv bug'i, muz zarrachalaridan iborat) bilan o'ralgan. Bunday yulduzlarga Orionning FO si, yoki fuor, (FO Ori), Oqqushning V1057 si, Savrning HL si misol bo'la oladi. T Tau-spektrida litiyning rezonans chizig'i LiI $\lambda 6708$ ko'rinadi. Bu kimyoviy element termo yadro reaksiyasi paytida butunlay yo'qoladi. Bu yulduzlar spektrida absarbsion chiziqlar qizilga (150—200



3.22-rasm. Simbiotik (Dalvning Ri) yulduzning modeli chizmasi. Chapda sovuq — gigant, o'z Rosh sohasini to'ldirgan, o'ngda — akkretsiyon gardish bilan o'ralgan oq karlik.

km/s), emission chiziqlar esa binafsha tomonga (170 km/s gacha) siljigan. Bu holda biz bir vaqtning o'zida kengayayotgan qobig'ni va unga atrofdan yog'ilayotgan sovuq moddani kuzatamiz.

4) Simbiotik yulduzlar. Tutash va chiziqli spektrida bir vaqtning o'zida ham yuqori (rentgen), ham past temperaturali nurlanish namunalari (spektral chiziqlar) ko'rinadigan yulduzlar simbiotik yulduzlar deb ataladi. Bunga Andromedaning Z-ti (Z And), Oqqushning VF -i (VF Cyg), Pegasning AG (AG Peg)-si misol bo'la oladi. Ularning spektrida qaynoq yulduzlardan to sovuq M yulduzlargacha xos xususiyat ko'rinadi.

Bu yulduzlar atrofini gaz-chang tumanlik o'rab turadi va qaynoq yulduz (Oq karlik) atrofida esa kuchli akkretsiyon disk mavjud bo'lishi kerak. Ayrim simbiotik yulduzlar (mas. Dalvning R yulduzi, R Agr) qo'shaloq yulduz bo'lib, uning tashkil etuvchilaridan biri qaynoq oq karlik, ikkinchisi bosh ketma-ketlik yoki gigant yulduz bo'ladi. Rosh sohasi to'lgan gigantdan oqayotgan modda oq karlik atrofida akkretsiyon disk hosil qiladi. Bunday zich qo'shaloq spektrida bir vaqtning o'zida yuqori va past temperaturadagi tashkil etuvchi spektrlar ko'rinadi.

3.3.4. Yangi va o'tayangi yulduzlar

Qisqa vaqt (1-2 kun) ichida yorug'ligini minglab yoki millionlab marta oshirib yuboradigan, ungacha hech qanday ko'rsatkichi bilan ko'zga tashlanmaydigan, chaqnash paytida esa atrofidagi yulduzlar orasida yaqqol ko'rinadigan yulduzlar yangi yoki o'tayangi yulduzlar deb ataladi. Ma'lum vaqt (o'nlab yillar) davomida yangi oldingi holatiga qaytadi, o'tayangi o'rmiida esa neytron yulduz hosil bo'ladi. Yangi va o'tayangi hodisasi faqat yorug'likning o'zgarishi bilangina farq qilmaydi, balki ular yulduz faoliyatida butunlay boshqa-boshqa jarayonlardir. Yulduz bir necha marta yangi sifatida, bir marta o'tayangi sifatida chaqnaydi. Yangi yulduzlar qatori chaqnovchi mitti yulduzlarga ulanib ketadi.

Biroq ularni hosil qiladigan yulduzlar zich qo'shaloq bo'lishi ta'kidlanmoqda.

a) yangi yulduzlar. O va B sinfga mansub havo rang karlikning chaqnashi sifatida ko'rinadigan bunday yulduzlarni ikki guruhga bo'lish mumkin. Birinchi guruhga juda tez va tez yangilar kiradi, ularning so'nish fazasida yorug'ligining o'zgarish egrisi nisbatan tekis (3.23-rasm), maksimumida absolut vizual kattaligi $M_v = -8 \div -14^m$ oraliqda bo'ladi. Yorug'ligining o'zgarish amplitudasi $A=11.9^m$ gacha yetadi. Ikkinchi guruhga past darajada tez va juda sekin yangilar kiradi. Ularning yorug'lik egrisi silliq bo'lmay ichki tuzilishga ega va har xil yangilarni bir-biriga o'xshamaydi. Bunday yangilarning absolut vizual kattaligi $M_v = -6 \div -7^m$ oraliqda, yorug'ligining o'zgarish amplitudasi $A=9.2^m$. Yangilar boshqa galaktikalarda ham kuzatiladi. Masalan, Andromeda tumanligi (M 31) da 300 ga yaqin yangi qayd qilingan. Andromeda tumanligida va bizning Galaktikamizda (~200 ta) yangilar yulduz

tizimining asosiy tekisligi yaqinida, tizim markazi tomon zichlashib boradigan holda kuzatiladi. Yangining maksimumida absolut vizual kattaligi ($M_{V, \max}$) bilan uning uch birlikka kamayishi uchun ketgan vaqt (t_3) orasida quyidagi statistik bog'lanish topilgan:

$$M_{V, \max} = -11.75^m + 2.5 \cdot \lg t_3.$$

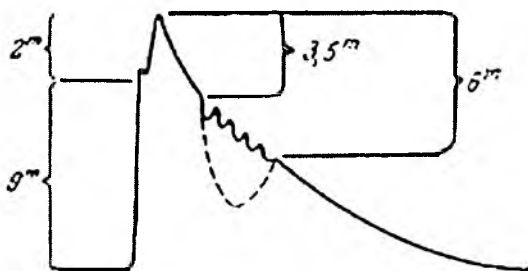
1975-yil Oqqushda kuzatilgan yangi uchun $t_3 = 4.1^d$ va $M_{V, \max} = -10.2^m$. Ko'pchilik rasadxonalar ishtirokida o'tkaziladigan maxsus kuzatishlarda Andromeda tumanligida bir yilda 26 ta yangi qayd qilindi.

Yangilarni infraqizil (IQ) nurlarda kuzatishga ko'ra ayrim yangilarning IQ nurlanishi optik nurda maksimumdan keyin kamayish o'rniga ortishi ko'ringan. Misol uchun 1976-yilda chaqnagan NQVal yangining IQ ($\lambda = 3.2$ mkm) yorug'ligi 80 kun ichida 3^m birlikka ortdi. Bu esa yangi atrofida hosil bo'lgan ($T = 1000^\circ$) ulkan chang qobig' bilan bog'liq.

Chaqnash paytida, yangining spektri o'tagigantga xos xususiyatlari maksimumgacha, kuchaya boradigan normal yulduz spektridan iborat. Bu xususiyatlar spektral chiziqlarni juda ingichkalashib va keskinlasha borishi sifatida namoyon bo'ladi. Bu yutilish chiziqlari spektrning binafsha qismi tomon siljigan va bu siljish kuzatuvchi tomon yo'nalgan bir necha yuz km/s tezlikdagi harakatga mos keladi.

Maksimumdan keyin spektrda keskin o'zgarishlar ro'y beradi: qisqa to'liqinli tomoniga absorbsion (yutilish) chiziqlar yopishib turgan ko'plab emission polosalar (tasma)lar paydo bo'ladi. Absorbsion chiziqlarga endi 1000 km/s dan ortiq harakat mos keladi. Maksimumdan keyin, yangi yorug'ligi $5-6^m$ birlikkacha kamaygach, tutash spektr juda xira, yulduzning spektri qaynoq gaz spektriga o'xshash emission chiziqlardan iborat bo'ladi. Bu paytda yangi spektri Volf-Raye yulduzlarinikiga o'xshaydi; chaqnashning oxirgi bosqichida emission chiziqlar yo'qoladi va yangi yorug'ligining pasayishiga mos keladigan tutash spektrga ega bo'lib qoladi.

Maksimumdan keyin yangi spektrining Volf-Raye yulduzlar spektriga o'xshashligi ularga qobig'i tez (1500 km/s gacha) kengayayotgan yulduz



3.23-rasm. Yangi yulduz yorug'ligining o'zgarish chizig'i shakli va fazalari: abscissa — vaqt, ordinata — yorug'lik.

statusini berishga imkon beradi. Maksimumdan keyin yangi spektrida N, CaII, Ni, Fe II, Ti II, OI va CI larni absorbsion chiziqlari kuzatiladi. Bu yangining bosh yutilish spektridir. Bular tashqari spektrda taqiqlangan chiziqlar [OI] $\lambda\lambda 5577, 6300, 6363$, [NII] $\lambda 5755$,

shuningdek, kuchaygan He I $\lambda 5876$ chiziq ko'rinadi. Bosh spektr — diffuz-chaqmoq spektrga aylanadi (chiziqlar keng, yoyiq v_H 1500 km/s). Yangining yorug'ligi 3.5^m birlikka pasaygach, yutilish spektri B sinfga mansub yulduzlarnikiga o'xshaydi. Bundan keyin yulduz o'tish fazasiga tushadi; bunda yoki yulduz yorug'ligi kichik tebranishlar ko'rsata boshlaydi, yoki 5^m birlikka keskin pasayib ketadi. Shundan bir necha hafta keyin yulduz yorug'ligi oldingi umumiy pasayish darajasigacha ko'tariladi va yangining so'nishi davom etadi. Spekrda yutilish chiziqlari yo'qoladi, faqt keng emission chiziqlar qoladi. Yangi bu fazasi nebulyar (tumanlikka o'xshash) faza deb ataladi va u yangi chaqnashdan avvalgi darajaga tushguncha davom etadi.

Yangi yorug'ligi va spektrining o'zgarishini «yulduz shishadi va yoriladi» deb tushuntirish mumkin. Haqiqatdan, chaqnash boshlanishida uning yorug'ligi ortishi va spektri deyarli o'zgarmay, uning radiusi kattalashadi yoki yulduzning yetarli darajada qalin ($r \gg 1$) qobiq qatlami kengayadi. Yulduz diametri Quyoshnikidan bir necha yuz marta kattalashgach, qobiq optik yupqalashadi va bir necha bulutsimon bo'laklarga bo'linib ketadi. Bu bo'laklar yulduzdan barcha tomonga uzoqlasha boshlaydi. Yulduzdan ketma-ket bir necha qobiq qatlamlar uzilib chiqadi va kengayadi. Yulduz atrofida tumanlik hosil bo'ladi. Chaqnash natijasida yangi yulduzning $10^{-4} - 10^{-5} M_{\odot}$ massasi fazoga uloqtirib yuboriladi yoki uning atrofida gaz tumanlik hosil bo'ladi.

G-R diagrammasida yangilar bosh ketma-ketlik qaynoq yulduzlari bilan oq karliklar orasida joylashgan o'rtacha absolut vizual kattaligi $M_V = 4^m$ bo'lgan havo rang karliklardir (3.17-rasm). Ayrim yangilar zich qo'shaloq ekanligi aniqlangan. Misol uchun Gerkules yulduz turkumida 1934-yilda chaqnagan yangi N Her 1934 to'silma qo'shaloq bo'lib, uning yorug'ligining o'zgarish amplitudasi 2^m birlik, davri $4^h 39^m$ — qisqa. Shunday ko'rsatkichga ega yangilar T-Aur ($P = 4^h 54^m$), V603 Agl ($3^h 20^m$). Bu esa yangilarning massasi kam degan xulosaga olib keladi: $M = (0.87 \pm 0.33) M_{\odot}$.

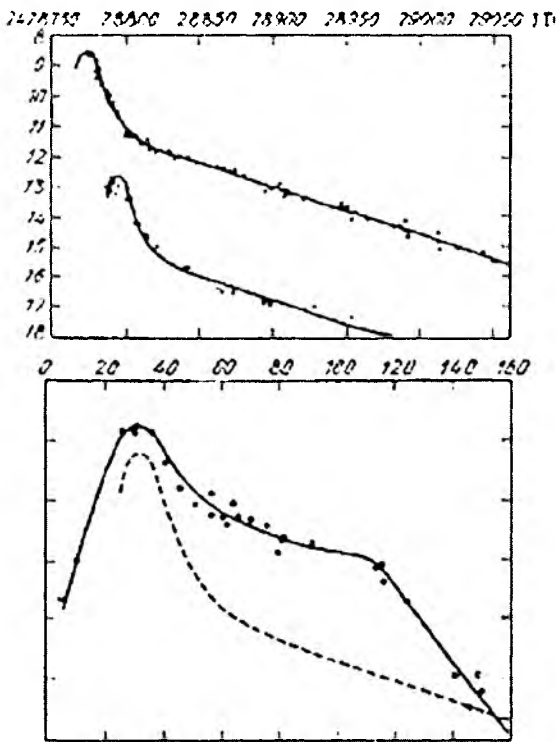
b) O'tayangi (SN) yulduzlar. O'tayangi (SN) chaqnashi natijasida ajralib chiqadigan energiya butun bir galaktika sochayotgan energiyaga yaqin bo'ladi. 1885-yilda Andromeda tumanligida kuzatilgan SN 5.6^m yulduziy kattalikka ega bo'lgan. Solishtirish uchun Andromeda tumanligi yig'ma yorug'ligi 4.4^m . Maksimumda SN larni absolut kattaligi o'rtacha $M_V = -15^m$, ya'ni yangilarnikidan 7^m birlikka yuqori. Ayrim o'tayangilar maksimumda $M_V = -20^m$ ga yetadi, bu Quyoshnikidan 10 mlrd marta ortiq demakdir. Bizning Galaktikamizda oxirgi 1000 yil ichida uch marta (1054-yilda Savrda, 1572-yili da Kassiopeyada, 1604-yilda Iloneltuvchida) SN chaqnagan. 1572-yilda Kasseopeyada chaqnagan o'tayangi tasodifan qayd qilinmagan. Hozir bu yulduz atrofida gaz tumanlik kuzatiladi va u kuchli radionurlanish (Cas A) sochadi.

Boshqa galaktikalarda ko'plab SN kuzatilgan. O'rtacha har bir galaktikada 200 yilda bitta SN chaqnaydi. 1957—61-yillarda o'tkazilgan maxsus xalqaro patrol natijasida 42 o'tayangi yulduz kashf etildi. Hozirgacha o'tayangilar soni 500 dan oshdi.

Yorug'ligining o'zgarish egrisiga ko'ra SN I larni ikki turga: SN I va SN II bo'lish mumkin. SN I maksimumi tez (bir hafta) o'tadi va undan keyingi 25 kun ichida yorug'ligi kuniga 0.1^m dan kamaya boradi. Shundan keyin yorug'ligining pasayishi sekinlashadi (3.24-rasm) va shu tarzda to yulduz qayd qilib bo'lmaydigan darajagacha xiralashguncha bir xil surat, (kuniga 0.014^m dan) bilan so'nadi. SN ning yorug'ligi eksponensial tarzda 55 kunda ikki marta kamaya boradi. Savr yulduz turkumida 1054-yilda chaqnagan yulduz maksimumida $m_v = -5^m$ kattalikka yetgan va bir oy davomida kunduzi ko'ringan, u kechasi 2 yil davomida teleskopsiz oddiy ko'zga ko'rinib turgan. SN I maksimumda $M_{pg} = -19^m$, yorug'ligining o'zgarish amplitudasi $A=20^m$ bo'lgan.

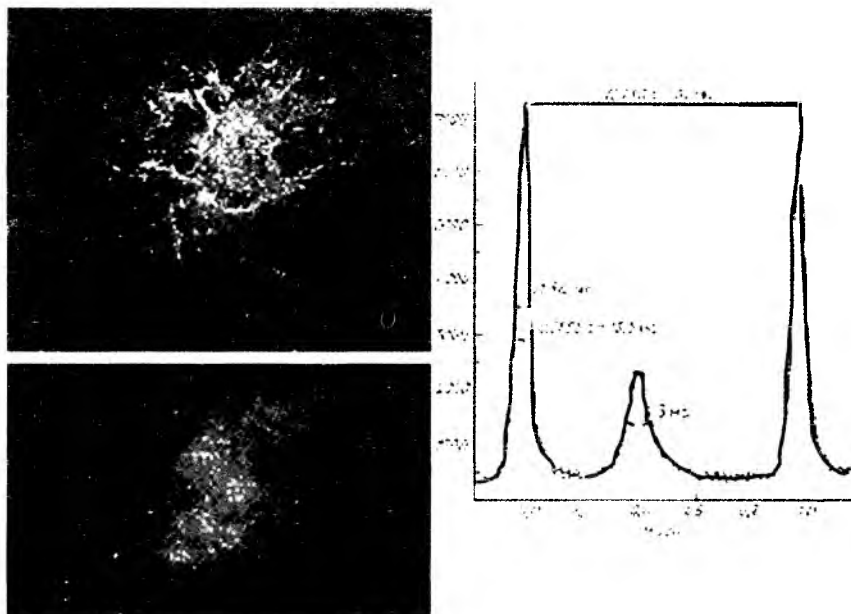
SN II ning yorqinligi pastroq: maksimumda $M_{pg} = -17^m$, (amplitudasi noma'lum) va shu darajada bir necha vaqt (20 kun) turadi. Undan 100 kun keyin har 20 kunda 1^m birlikka kamaya boradi (3.24-rasm). SN I galaktika tekisligi chegaralari yaqinida kuzatiladi. SN I — ixtiyoriy shakldagi galaktikalarda, SN II esa faqat spiral galaktikalarda kuzatiladi.

SN I spektri yangilarnikidan butunlay farq qiladi. Spekrtdagi keng emission tasmalar hech bir element atomi chiziq'larga mos kelmaganligi



3.24-rasm. SN I (yuqorida) va SN II (pastda) turdagi o'ta yangilar yorug'ligining o'zgarish chizig'i.

uchun bu tasmalar chiziq emas, balki tutash spektr sohalaridir. Ularni ajratib turuvchi qora sohalar kengaygan va siljigan yutilish chiziq'lari degan xulosaga kelindi (E.R. Mustel, Yu.P. Pskovskiy, Rossiya). Bu qora tasmalarni tekshirish natijasida SN I paytida yulduzdan massasi $0.3 M_{\odot}$ ga teng bo'lgan qobig' ajraladi va $15\,000\text{ km/s}$ tezlik bilan kengaya boshlaydi. Tezliklar keng oraliqni egalagan. Qobig' bo'laklarga ajralib ketgan. SN II spektri oddiy yangi yulduzlar spektriga o'xshash: qisqa to'liqlik tomoniga yutilish chizig'i yopishib turgan keng emission tasmalardan iborat. Vodород atomi chiziq'lari intensiv. SN I vodorodi yonib tugagan yulduzlar, SN II yosh yulduzlar.



3.25-rasm. Qisqichbaqasimon tumanlik (o'ngda) va uning ichida kuzatiladigan pulsarning intensivligi o'zgarish chizig'i (chapda).

SN chaqnagan vaqtda unung atrofida gaz tumanlik hosil bo'lib, SN 1054 o'rnida Qisqichbaqasimon tumanlik sifatida ko'rinadi. SN 1054 va SN 1572 (Kassiopeya) o'rnida hozirgi kunda kuchli radionurlanish manbalari (Tau A va Cas A) joylashgan. Qisqichbaqasimon tumanlik ichida 16^m kattalikdagi qo'shaloq yulduz joylashgan. Yulduzlardan biri quyi spektral sinfga mansub, ikkinchisi esa juda qaynoq, kuchli ultrabinafsha rang ortiqlikka ega yulduz. Qaynoq yulduz radio va rentgen diapazonlarda impulslar tariqasida nurlanish sochadi. Impulslar oralig'i davri — 0.033 sek.

Bu neytron yulduz bo'lib, o'q atrofida tez aylanishi (sekundiga 33 marta) natijasida pulsar sifatida ko'rinadi. NP 0532 raqam bilan ro'yxatga olingan bu pulsarning davri sistematik ravishda ortib bormoqda (aylanish tezligi kamaymoqda): 2500-yilda 2.7 marta. Bunday sekinlashuv energiyani 10^{38} erg/s ga kamayishini ko'rsatadi (3.25-rasm).

3.4. Yulduzlar evolutsiyasi

Yulduzlarning fizik xarakteristikalari, ichki tuzilishi va kimyoviy tarkiblarining vaqt bo'yicha o'zgarishi yulduzlar evolyutsiyasi yoki rivojlanish jarayonida o'zgarishi deb ataladi. Statsionar holatdagi yulduz gidrostatik (gravitatsion kuch ichki bosim kuchiga teng) va energetik (atrofqa sochilayotgan nuriy energiyasi yulduz o'zagida ajralayotgan energiyaga teng) muvozanatdagi

gaz (plazma) shardir. Yulduzning «tug'ilishi» atrof fazoga sochilayotgan energiyasini o'zining ichki energiya manbai hisobiga to'ldirib turuvchi gidrostatik muvozanatdagi obyektning hosil bo'lishidir. Yulduzning «o'lishi» tiklanmaydigan muvozanatning buzilishi yoki uning halokatli holatda siqilishidir.

Yulduz sirtidan energiya sochilishi uning ichki qatlamlarini sovishiga, gravitatsion potensial energiyaning ajralib chiqishi uning siqilishi yoki yadro reaksiyalar hisobiga ro'y berishiga olib keladi. Sovish va gravitatsion siqilish, masalan, Quyoshning 10 million yil hozirgi kundagidek nurlanish sohib turishi uchun yetadi. Holbuki, Quyosh bilan birga hosil bo'lgan Yerning yoshi 4.5 milliard yilga teng, demak, uning energiyasi siqilish energiyasi emas.

Yulduzning evolutsiyasi boshidan oxirigacha kuzatib bo'lmaydigan juda uzoq davom etadigan jarayon. Shuning uchun, yulduz evolutsiyasini tekshirishda har xil massaga ega yulduzlarning ichki tuzilishi va kimyoviy tarkibining vaqt bo'yicha o'zgarishini namoyish etuvchi evolutsion modellarini tuzish usuli qo'llaniladi. Bu evolutsion modellar kuzatish natijalari, masalan, har xil evolutsiya bosqichidagi ko'plab yulduzlarning yorqinligi bilan temperaturasini bog'lovchi Gersprung-Ressel diagrammasi bilan solishtiriladi va bu yulduzning evolutsion ketma-ketlikda o'rnini aniqlashga yordam beradi. Bu usul yulduz to'dalari (tarqoq va sharsimon) uchun qo'llanilganda ayniqsa yaxshi natija beradi. Chunki to'da a'zolari bir vaqtda bir xil kimyoviy tarkibdagi tumanlikdan hosil bo'lgan.

Yulduzlarning evolutsion ketma-ketliklari ularning ichida massa, zichlik, temperatura va yorqinliklarning o'zgarishini ifodalovchi differensial tenglamalar (1.3—1.5) ni yechish natijasida topiladi. Bunda gazlarning holat tenglamasi, energiya ajralish qonunlari, ichki qatlamlarning notiniqligini hisoblash formulalari va bu qatlamlarning kimyoviy tarkibini vaqt bo'yicha o'zgarishi hisobga olinadi.

a) yulduzlarning hosil bo'lishida gravitatsion siqilish bosqichi.

Eng keng tarqalgan qarashga ko'ra yulduzlar yulduzlararo muhitdagi moddaning kondensatsiyalanishi natijasida hosil bo'ladi (4.13-rasmga qarang). Buning uchun yulduzlararo muhit ikki bosqichni o'tishi zarur: zich sovuq bulut va yuqoriroq temperaturadagi siyraklashgan muhit. Birinchi bosqich yulduzlararo muhitdagi magnit maydonda Reley-Taylor noturg'unligi tufayli ro'y bersa, ikkinchisiga zich bulut moddasini kosmik va rentgen nurlar tomonidan ionlantirish natijasida ro'y bergan issiqlik noturg'unligi sabab bo'ladi. Haqiqatdan, massasi $M = (10^5 - 10^6) M_{\odot}$; (M_{\odot} — Quyosh massasi) ga teng), o'lchamlar 10 — 100 parsek, zarra konsentratsiyasi $n = 10^8 \text{ m}^{-3}$ bo'lgan chang+gaz komplekslar kuzatiladi. Bunday komplekslar siqilishi uchun ulardagi zarralarning gravitatsion bog'lanish energiyasi zarralarning issiqlik harakati, bulutning yaxlit holda aylanish energiyalari yig'indisidan katta bo'lishi kerak (Jins kriteriyasi). Agar faqat issiqlik energiyasi hisobga olinsa, Jins kriteriyasiga ko'ra hosil bo'lgan bulutning massasi quyidagicha bo'lishi kerak:

$$\mathfrak{M} > \mathfrak{M}_j \cong 150 T^{2/3} n^{-1/2} \mathfrak{M}_\odot.$$

Bu yerda: T — kelvinlarda hisoblangan temperatura; n — bir sm^3 dagi zarra konsentratsiyasi. Gaz+chang bulutlar uchun hozirgi zamonda aniqlangan T va n larda ularning massasi $\mathfrak{M} > 10^3 \mathfrak{M}_\odot$ bo'lishi kerak.

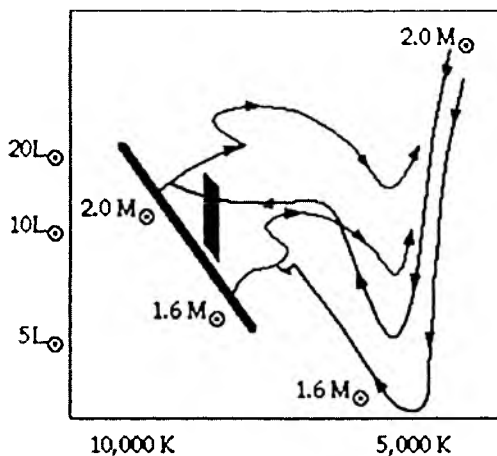
Jins kriteriyasiga ko'ra massasi hozir ma'lum bo'lgan oraliqdagi (0.01 — $100 \mathfrak{M}_\odot$) yulduz hosil bo'lishi uchun siqilayotgan bulutda $n = 10^3$ — 10^6sm^{-3} bo'lishi kerak. Bu gaz+chang bulutlarda kuzatilayotgandan 10 — 100 marta ko'p demakdir. Biroq bunday zarralar konsentratsiya bulut o'zagida bo'lishi mumkin. Demak, massiv bulutda ketma-ket ro'y beradigan bo'laklarga ajralish natijasida yulduz hosil bo'lishi mumkin. Bu yulduzlar to'da holda paydo bo'ladi, degan xulosa qilishga imkon beradi.

Keyinchalik kollaps natijasida yulduzga aylanadigan obyekt (bulut bo'lagi) protoyulduz deb ataladi. Bunda magnit maydonsiz va aylanmaydigan sferik simmetrik protoyulduz bir necha bosqichlarni bosib o'tadi. Dastavval bir jinsli va izotermik bulut o'zining issiqlik nurlanishi uchun tiniq va kollaps energiya yo'qotadi. Chang-gaz zarralarining kinetik energiyasi hisobiga issiy-boshlaydi va unda energiya issiqlik uzatuvchanlik natijasida tarqala boshlaydi va protoyulduzni tashqi chegarasidan issiqlik nurlanishi sifatida fazoga sochiladi (energiya yo'qotish). Bir jinsli bulutda bosim gradiyenti bo'lmaydi va siqilish erkin tushish sifatida boshlanadi. Siqilish boshlangandanoq bulutda tovush tezligida uning markaziga tomon tarqaladigan siyraklashish to'liqini hosil bo'ladi. Chunki kollaps zichlik yuqori joyda tez, natijada protoyulduz quyuq o'zakka va keng siyrak qobiqqa ajraladi. O'zakda zarra konsentratsiyasi 10^{11}sm^{-3} ga yetgach u o'zining infraqizil nurlanishi uchun notiniqlashadi. O'zakda ajralayotgan energiya uning sirtiga nuriy yo'l bilan chiqa boshlaydi. Temperatura adiabatik ko'tarila boshlaydi va bosim oshib, o'zak gidrostatik muvozanatga o'tadi. Qobiq moddasi o'zakka tushishini davom ettiradi va o'zak chetida zarb to'liqini hosil bo'ladi. Bu paytda o'zak parametrlari protoyulduz massasiga bog'liqligi kam va uning massasi, radiusi, zichligi, temperaturasi quyidagicha bo'ladi:

$$\mathfrak{M}_\odot = 5 \cdot 10^{-3} \mathfrak{M}_\odot, \quad r_\odot = 100 R_\odot, \quad \rho = 2 \cdot 10^{-2} \text{g/sm}^3, \quad T = 200 \text{ K}.$$

Qobiqdan o'zakka modda tushishi (akkretsiya) natijasida uning temperaturasi 2000 K ga yetguncha adiabatik ko'tariladi. Temperatura 2000 K ga yetgach vodorod molekulari parchalana boshlaydi va adiabata ko'satkichi $4/3$ dan kamayadi. Bu holatda bosimning o'zgarishi gravitatsiya kuchlarini yengishga yetmaydi. O'zak yana siqiladi (kollaps) va uning parametrlari endi quyidagicha bo'ladi:

$$\mathfrak{M}_\odot = 5 \cdot 10^{-3} \mathfrak{M}_\odot, \quad r_\odot = 1 R_\odot, \quad \rho = 2 \cdot 10^{-2} \text{g/sm}^3, \quad T = 2 \cdot 10^4 \text{ K}.$$



3.26-rasm. Har xil massali ikkita yulduzning bosh ketma-ketlikka qo'nishi va undan ketishi.

kuzatiladi. Ayrim massiv yulduzlarda qobiq o'zakda yadro reaksiyalari boshlanguncha qoladi. Protuyulduz kollapsi $10^5 - 10^6$ yil davom etadi. O'zak tomonidan yoritilayotgan qobiq qoldiqlari yulduz shamoli ta'sirida tezlatiladi. Bunday obyektlarga Xerbig — Aro obyektlari deb ataladi. Kam massali yulduzlar ko'rina boshlaganda ular Savrning T - si singari xususiyatlarga ega bo'ladi. 3.26-rasmda har xil massali protoyulduzlarning gidrostatik muvozanatdagi o'zaklarining G—R diagrammada evolutsion izi tasvirlangan. Gidrostatik muvozanatdagi kam massali yulduzlar o'zagidan energiya konveksiya yo'li bilan chiqadi. Massasi Quyoshnikining uchdan biridan ko'p yulduzlar o'zagida nuriy muvozanat qaror topadi. Massasi uch Quyosh massasidan ko'p yulduzlar o'zagida nuriy muvozanat tezda shakllanadi.

b) yadro reaksiyalari asosida yulduz evolutsiyasi.

Dastlabki yadro reaksiyalar taxminan million K temperaturada deyteriy, litiy va bor ishi bilan boshlanadi. Bu elementlarning dastlabki miqdori shu darajada kamki, ularning yonishi amalda protoyulduz siqilishini to'xtata olmaydi. Yulduz markazida temperatura $\cong 10^7$ K ga yetganda va vodorod yona boshlanganda uning gravitatsion siqilishi to'xtaydi. Chunki faqat vodorodni yonish energiyasi yulduz fazoga sochayotgan energiyani to'ldirib turish uchun yetarli. O'zagida vodorodning yonishi boshlangan bir jinsli yulduzlar G-D da dastlabki bosh ketma-ketlikni (BKK) tashkil qiladi. Massiv yulduzlar BKK ga kam massalilarga qaraganda tezroq tushadi. BKK ga tushgandan boshlab yulduz evolutsiyasi yadrolarning yonishi asosida (yadroviy bosqichlar jadvalda keltirilgan) boradi. Yulduzlarning evolutsion izi 3.26-rasm tasvirlangan. Temperatura $\leq 18 \cdot 10^6$ bo'lganda proton-proton sikli, undan yuqori bo'lganda uglerod-azot sikli (CNO) asosiy energiya manbayi bo'ladi. Eng massiv yulduzlarda massaning 50% konveksiyalanadi.

Qobiqdan o'zakka modda akkretsiyasi davom etadi, temperaturaning ko'tarilishi davom etadi. Endi o'zakda vodorodning ionlanishi boshlanadi va yuqoridagi o'zakning tuzilishi qayta ro'y beradi.

O'zakni qobiq hisobiga kattalashuvi qobiqda modda tugaguncha davom etadi. Qobiq moddasining bir qismi yulduzning nuriy bosimi ta'sirida fazoga tarqalib ketadi. O'zak va qobiqdan iborat yulduzlar IQ nur manbayi sifatida kuzatiladi. Qobiq optik yupqa bo'lgach protoyulduz yulduz maqomiga ega obyekt sifatida

Vodorodning to'la yonish vaqti massasi $M \cong 1M_{\odot}$ bir Quyosh massasiga teng yulduzlarda 10^{10} yil, $M \cong 50 M_{\odot}$ — yulduzlarda $3 \cdot 10^6$ yil. Jadvaldan ko'rinib turibdi, boshqa reaksiyalar hisobiga yulduzning yashash vaqti umumiy yashash vaqtining 10% dan oshmaydi. Shuning uchun G-D diagrammada ko'pchilik yulduzlar o'rni bosh ketma-ketlikdir (BKK).

Yulduz evolutsiyasining asosiy yadroviy bosqichlari

3.3-jadval

Yadroviy yoqilg'i	Yonish mahsuloti	Yonish temperaturasi, K	Energiya chiqarish, erg/g	Energiyani olib ketuvchi zarra	Davomiyligi, yulduz yoshi foizlarida
H	He	$(1-3) \cdot 10^7$	$7 \cdot 10^{18}$	fotonlar	@ 90%
He	C, O	$2 \cdot 10^8$	$7 \cdot 10^{17}$	fotonlar	≤ 10
S	Ne, Na, Mg	$1 \cdot 10^9$	$5 \cdot 10^{17}$	neytrino	< 1
Ne	O, Mg	$1.3 \cdot 10^9$	$1 \cdot 10^{17}$	neytrino	< 1
O	Si, Ca	$1.8 \cdot 10^9$	$5 \cdot 10^{17}$	neytrino	< 1
Si	Sc, Ni	$3.4 \cdot 10^9$	$3.4 \cdot 10^{17}$	neytrino	< 1

Vodorodning yonishi o'zak moddasining o'rtacha molekular massasini oshiradi, gidrostatik muvozanat uchun markazda bosim va temperatura ko'tariladi, yorqinlik oshadi, qobiq tiniqlashadi. Katta miqdordagi energiya yo'qotishini ta'minlash uchun o'zak siqila boshlaydi, qobiq esa kengayib boshlaydi. G-D diagrammada yulduz BKK dan o'nga siljiydi. Massasi katta yulduzlar BKK ni birinchilar qatori tark etadi. $M \cong 15 M_{\odot}$ yulduzlarni BKK da bo'lish vaqti 10 mln yil, $M \cong 5 M_{\odot}$ larniki - 70 mln yil va $M \cong 1 M_{\odot}$ larniki 10 milliard yil.

d) yulduz evolutsiyasining oxirgi bosqichi. Massasi $M > 5 M_{\odot}$ bo'lgan yulduzlarning markaziy qismlarida jadvalda ko'rsatilgan barcha reaksiyalar ro'y berishi mumkin. Temir o'zakning hosil bo'lishi, ayrim hollarda undan ham oldin gidrostatik muvozanat yo'qotilishiga olib kelishi mumkin va gravitatsion kollaps ro'y beradi. Kollaps natijasida zichlik 10^{12} g/sm³ ga yetadi va modda neytrallashadi. Agar $M < 2 M_{\odot}$ bo'lsa, aynigan gaz va $\gamma = 5/3$ da bosim va tortishish tenglashadi. Aks holda kollaps cheksiz va yulduz qora o'raga aylanadi. Kollaps to'xtatilganda neytron yulduz sirtida zarb to'lqin ro'y beradi va u tashqi tomon tarqaladi, qobiqni ulotirib yuboradi (o'tayangi yulduz).

4-bob

GALAKTIKANING TUZILISHI VA FIZIK KO'RSATKICHLARI

4.1. Galaktikani tekshirishdan maqsad

Biz yuqorida yulduzlarning fizik ko'rsatkichlari va ular orasidagi bog'lanishlar, yulduzlarning ichki tuzilishi va evolutsiyasi bilan tanishib chiqdik. Barcha yulduzlar, shu jumladan, Quyosh ham o'zidan atrof fazoga modda sohib turishini ko'rdik va yulduzlararo muhitdagi chang+gaz moddaning siqilishi natijasida yulduz hosil bo'lishi mumkinligini, demak, yulduzlararo muhit bilan yulduz orasida o'zaro ta'sir va bog'lanish borligiga e'tibor qaratdik. Ko'pchilik yulduzlarning fizik ko'rsatkichlari qisqa (o'nlab yillar) vaqt oraliqlarda deyarli o'zgarmaydi, ayrimlariniki esa keskin o'zgaradi. Bunday yulduzlarni statsionar yulduzlar deb atadik. Ayrim yulduzlar qaynoq, boshqalari past temperaturada, ayrimlari faol, boshqalari sokin ekanligini bildik. Bunday rang-baranglik nima bilan bog'liq? Buning uchun yulduzni hosil qilgan manba tabiatini o'rganish, yulduzning Galaktikada egallagan o'rnini bilish zarur. Chunki yulduzlar Galaktikada hosil bo'ladi. Yulduzlar yakka holda emas, balki juft yoki karrali holda yoxud atrofida sayyoralar tizimi bilan hosil bo'lishini ko'rdik. Bunday tizimlar yana ham katta tizim tarkibiga kirishi ayonlashib qoldi. Endi biz milliardlab yulduzlardan tashkil topgan ulkan tizimlarning tuzilishi va fizik ko'rsatkichlarini o'rganishga o'tamiz. Bu ishni biz yashayotgan yulduz tizimidan, Galaktikadan boshlaymiz. Avval Galaktikaning ko'rinishi, uni o'rganish usullari bilan, keyin Galaktikaning tarkibi va unga kiradigan obyektlar tabiati, xususiyatlari, nihoyat uning tuzilishi, fizik ko'rsatkichlari, xususiyatlari bilan tanishib chiqamiz.

4.2. Somon Yo'li yoxud Galaktikaning ko'rinishi

Somon Yo'li yulduzlar osmonini katta aylana (Galaktik ekvator) bo'ylab ikkiga ajratib turadigan tim qorong'i osmon sahnidagi yorug' belbog' ko'rinishga ega. Somon Yo'li Javzo, Savr, Aravakash, Kosseopeya, Sefey, Oqqush, Qalqon, Qavs, Iloneltuvchi, Aqrab, Sentavr, Janubiy But, Kil, Yelkan, Katta It, Yakka Shox va Orion yulduz turkumlari orqali o'tadi. Galaktika markazi Qavs yulduz turkumida, uning Aqrab bilan chegarasi yaqinida (C) ko'rinadi. Bu yo'nalishda Somon Yo'li maksimal (18°) kenglikka ega va markaz atrofi quyucmasi $18^\circ \times 28^\circ$ kattalikdagi yorug' sohani egallaydi. Somon Yo'lining o'rtasidan o'tadigan katta aylana galaktik ekvator deb ataladi va u osmon ekvatori bilan $62^\circ.6$ burchak hosil qiladi.

Galaktikada yulduzlarning o'rni ikkita burchak koordinata bo'yicha galaktik uzunlama (l) va kenglama (b) orqali belgilanadi: l-Galaktika markazidan boshlab sharqqa tomon 0° dan 360° gacha, b — galaktik ekvatoridan qutblar tomon $\pm 90^\circ$ gacha o'zgaradi. Galaktikaning tuzilishini

o'rganish uchun uning tomonlari bir yoy gradusga teng kvadrat shakldagi maydonchalarda ma'lum (m) kattalikkacha bo'lgan yulduzlarni sanashga asoslangan. Bu usulni V. Gershel (1738—1822) birinchi bor qo'llagan va osmonning har xil uzunlama (l) va kenglamaga (b) ega 1083 ta maydonchasida 14^m kattalikkacha bo'lgan yulduzlarni sanab Galaktika modelini tuzgan. Hozirgi zamonda Galaktika tuzilishini o'rganishda ikki xil statistik usul qo'llaniladi. Birinchi usul osmonda m -kattalikkacha yorug'likka ega bo'lgan barcha yulduzlarni sanashga asoslangan. Bunday usul quyidagi natijalarni berdi:

$N(0)=4$ (eng yorug'dan boshlab nolinchii kattalikkacha bo'lgan yulduzlar soni), $N(1)=17$ (eng yorug'dan birinchi kattalikkacha), $N(2)=50$, $N(3)=175$, $N(6)=3100$, $N(7)=8400$, $N(10)=166 \times 10^3$, $N(21)=889 \times 10^6$.

Ko'rinib turibdiki, xira yulduzlar soni $N(m)$ ortib bormoqda. Galaktikada eng ko'p yulduzlar $m = 30^m$ kattalikka ega. Yulduziy kattaligi $> 30^m$ bo'lgan yulduzlar soni kamaya boradi. Galaktikada hammasi bo'lib 200 milliard yulduz bor.

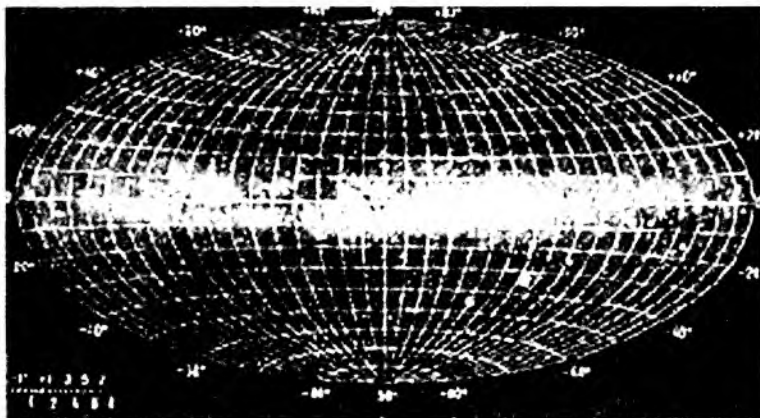
Ikkinchi usul differensial yorug'lik funksiyasi ($A(m)$) ni topishga asoslangan: $A(m) = \frac{dN(m)}{dm}$; ko'rinma yulduziy kattalik va m larning o'zgarishi bilan $A(m)$ ham orta boradi.

Yuqorida keltirilganlarning nisbatidan $N(6):N(5)=2,85$, $N(13):N(12)=2,47$ va $N(21):N(20)=1,76$ topiladi. Ya'ni, xira yulduzlar sonining ko'payish surati kamaya boradi. Bu esa Galaktikada yulduzlarning notekis taqsimlanganligini ko'rsatadi. Agar fazoda yulduzlar bir tekis taqsimlanganda $\frac{N(m+1)}{N(m)} = 3,98$ bo'lur edi.

Bir xil kattalikdagi biroq har xil galaktik kenglamaga ega bo'lgan maydonchalarda yulduzlar soni har xil bo'ladi. Bunday sanashlar Galaktika tekisligi ($b = 0$) da yulduzlar soni eng ko'p ekanini ko'rsatadi. $N(m;b)$ —



4.1-rasm. Osmon sferasining shimoliy (chapda) va janubiy (o'ngda) yarimsharlarida Somon yo'lini ko'rinishi.



4.2-rasm. Galaktik koordinatalarda tasvirlangan Galaktikaning shakli: uning markaziy qismlari (o'rtada) keng va yorug', tashqi qismlari xira.

b-kenglamaga ega bo'lgan maydonchada eng yorug' yulduzdan to m kattalikkacha bo'lgan yulduzlar soni. $N(m, 0^\circ)$ galaktika tekisligidagi, $N(m, 90^\circ)$ — qutblari yo'nalishida kuzatiladigan m kattalikkacha bo'lgan yulduzlar soni. $N(m, 0^\circ) : N(m, 90^\circ)$ galaktik konsentrasiya deb ataladi. Kuzatishdan olingan natijalarga ko'ra $N(7, 0^\circ) : N(7, 90^\circ) = 3,5$ va $N(21, 0^\circ) : N(21, 90^\circ) = 44,2$. Ya'ni yulduzlarning 95 % ti somon yo'lida ko'rinadi. Bunday sanashlardan tuzilgan Galaktika modeli — diametri 30 kpk (kiloparsek) bo'lgan ulkan disk ko'rinishiga ega. Quyosh yaqinida diskning qalinligi 0,5 kpk. Quyosh Galaktika markazidan 10 kps, tekisligidan esa 25 ps shimolda joylashgan.

Quyosh yaqinida yulduz konsentratsiyasi $0,064 \text{ m}^3 \text{ pk}^{-3}$, ya'ni tomonlari 2,5 ps bo'lgan kub ichiga massasi Quyoshnikidek keladigan bitta yulduz to'g'ri keladi. Galaktika o'zagida konsentrasiya bundan million marta ko'pdir.

Galaktikada alohida, qo'shaloq yoki karrali va to'da holda ko'rinadigan yulduzlar to'dalari ham kuzatiladi. Yulduz to'dalarining ikki xili mavjud: tarqoq va sharsimon. Tarqoq to'dalar (1180 tasi ro'yxatga olingan) bir necha o'ntadan, bir necha o'n mingtagacha, sharsimon to'dalari esa (136 tasi ma'lum) bir necha mingdan bir necha o'n mingtagacha yulduzdan iborat bo'ladi. To'dalardan tashqari Galaktikada qora chang bulutlari (1000 lab), yorug' diffuz tumanliklar (150) ham kuzatiladi. Qora tumanliklar o'zidan orqadagi yulduzlar nurini xiralashtirishi tufayli namoyon bo'ladi. 4.3-rasmda Galaktika markazining fotosurati keltirilgan va unda qora sohalar (tumanliklar)ni ko'rish mumkin. Masalan, «Ko'mir qop» deb ataladigan qora tumanlik yorug' yulduzlar fonida yaqqol ko'rinib turibdi. Qora tumanliklar Somon Yo'lining Oqqush yulduz turkumidan boshlab to Galaktika markazigacha (Aqrab yulduz turkumi) ikkiga bo'linib ko'rinishiga sababchidir. Katta yorug' diffuz tumanliklar bilan bir qatorda kichik halqa yoki gardish shakldagi mingdan ortiq planetar tumanliklar ham kuzatiladi.



4.3-rasm. Galaktika markazining fotosurati.

Bunday yorug' tumanliklar shu'lalanayotgan gaz bulutdan iboratdir. Demak, yulduzlararo muhitda modda chang va gaz, shuningdek, ular aralashmasidan iborat bulutlar shaklida ko'rinadi. Bundan tashqari yulduzlararo muhit tarqoq holdagi chang va gaz bilan to'ldirilgan. Endi Galaktikaning ana shu tashkil etuvchilari tabiati bilan tanishib chiqamiz.

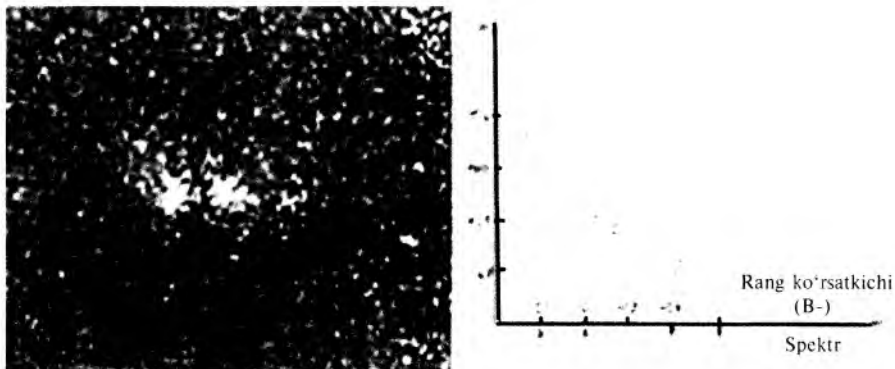
4.2.1. Yulduz to'dalari va assotsiatsiyalari

O'zaro tortishish kuchlari bilan bog'langan va fazoda bitta butun (yaxlit) jism singari harakat qiladigan yulduzlar guruhi yulduz to'dasi deb ataladi. Fizik ko'rsatkichlari bo'yicha bir-biriga o'xshash va fazoda yaqin yoki bitta gaz + chang majmua ichida joylashgan yulduzlar assotsiatsiyalashgan (ishtirokchi) yulduzlar guruhini tashkil etadi.

Yulduz to'dalarining ikki xili mavjud: tarqoq va sharsimon to'dalar. Bu to'dalarga kiradigan yulduzlar bir-biridan farq qiladi va to'dalarning o'zlari ham Galaktikada har xil o'rin egallaydi.

a) Tarqoq to'da. Tarqoq to'daga Savr yulduz turkumida qurollanmagan oddiy ko'zga yettita bir-biriga jips joylashgan Hulkar deb ataladigan yulduzlar guruhi misol bo'la oladi. Tarqoq to'dalar noto'g'ri shaklga ega va ularning ko'ndalang kesimi 3-5 parsekka teng bo'lib, bir necha o'ntadan bir necha yuzta yulduzni o'z ichiga oladi. Hulkar 300 tadan ortiq yulduzdan iborat.

Tarqoq to'da yulduzlari bo'yicha tuzilgan («spektr-yorqinlik» to'g'ri-roq'i «rang ko'rsatgichi (B-V) — ko'rinma yulduziy kattaligi (m)») diagrammada faqat bosh ketma-ketlik shakllanadi xolos (4.4(b)-rasm). Ya'ni bunday to'dalar saralangan yulduzlardan iborat. Ular tarkibida qizil gigant, o'tagigant yoki oq karlik yulduzlar kuzatilmaydi. Demak, tarqoq to'daga kiradigan yulduzlar bir-birlaridan temperaturalari va massalari bilan farq qiladi. Ular bir xil rivojlanish bosqichida, demak, bir xil yoshdagi yulduzlardir. Tarqoq to'dalar orasida yoshlari (h va χ Persey yoshi 10^7 y., (4.4 (a)-rasm) va keksalari (Giadlar yoshi 10^9 y.) ham bor. To'daning yoshi uning yulduzlari bo'yicha tuzilgan «rang (B-V)— yulduziy kattalik (m)» yoki «spektr-yulduziy kattalik» diagrammasidan aniqlanadi. Yosh



4.4-rasm. Perseyning h va χ nomli tarqoq yulduz to'dasi (chapda) va Hulkar yulduz to'dasining Gersshprung – Ressel diagrammasi (o'ngda).

to'dalar diagrammaning chap vertikal qismi yuqorida keltirilgan Hulkar (yoshi 5×10^7 y) niki singari B sinfdan chapda joylashadi ($B-V < -0,2$). Keksa to'dalar chap vertikal qismi $B-V = 0.6$ (F yoki G) dan boshlanadi. Shunday qilib, to'da yoshini uning bosh ketma-ketligining yuqoriga qarab egilish (chetlashish) joyi ko'rsatadi.

To'da yoshi va undagi yulduzlarining ekstremal ko'rsatkichlari orasidagi bog'lanishlar jadvalda keltirilgan.

4.1-jadval

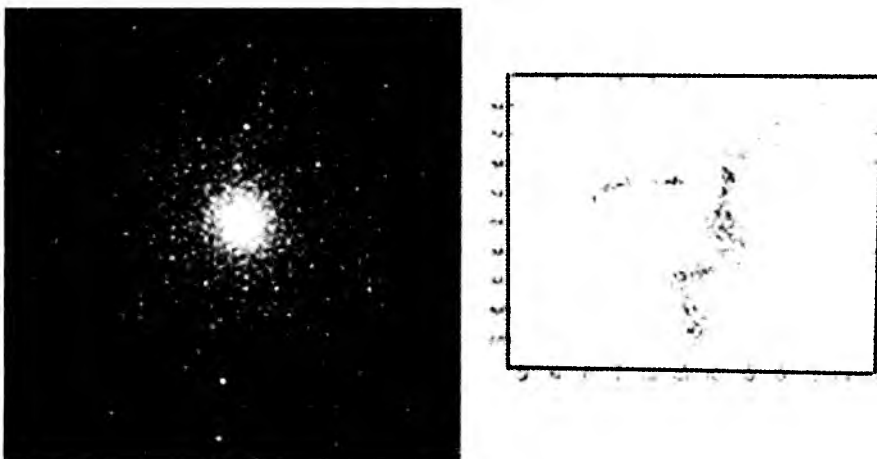
lgt, yil	6	7	8	9	10
Bosh ketma-ketlikdagi					
a) eng yorug' yulduzining absolut kattaligi, M_V	-7	-4	-1	+2	+4
b) spektral sinfi	O6	B1	B7	A5	F2
d) $(B-V)_0$ ning eng kichik qiymati	-0,31	-0,23	-0,05	+0,30	+0,7

Jadvalda yosh to'da (10^6 y.) da qaynoq [$M_V = -7$, O6 ($T = 20\ 000$)] yulduzlar ko'rinsa, kekxa (10^{10} y.) to'daning eng qaynoq yulduzi F2 ($T = 8000^\circ$) sinfga mansub. Tarqoq to'dalar, odatda, galaktika tekisligi ($b = 0$) yaqinida joylashadi, ularning tekislikdan o'rtacha chetlashishi 70 parsekka teng. Tarqoq to'da konsentratsiyasi Galaktika tekisligida ($z = 0$) $400 \text{ l}/(\text{kpk})^3$, undan $z = 0,5$ kpk chetda $4 \text{ l}/(\text{Kps})^3$, yuz marta kam. Galaktikada jami 18 000 ta tarqoq to'da bo'lishi kerak. Shunday qilib, tarqoq to'dalar orasida yosh to'dalar ko'p (60%). Ularning asosiy qismi Galaktika tekisligi yaqinida (100 ps gacha) joylashgan. Yulduzlar to'da-to'da holda Galaktika tekisligi yaqinida hosil bo'ladi.

b) Yulduz assotsiatsiyalari ikki xili mavjud: 1) O-assotsiatsiya — O va B spektral sinflarga kiradigan fazoda bir-biriga yaqin joylashgan oq-havorang yulduzlar guruhi. Bularning 50 dan ortig'i kuzatilgan va ular 20—100 ta O va B sinfga kiruvchi yulduzlarni o'z ichiga oladi. O-assotsiatsiya yulduzlari osmonning keng sohalorida tarqalgan holda uchraydi. Ularning uzoqligi 3 kpk. 2) Savrning T-si singari (F-G spektral sinf) yulduzlar guruhlari T-assotsiatsiyalarni tashkil etdi va diametri 3 dan 10 kps gacha bo'lgan sohada joylashgan 10 tadan 100 tagacha yulduzni o'z ichiga oladi, 700 ga yaqin T-assotsiatsiya qayd qilgan. Ular Quyosh atrofida (1000 ps) joylashgan. O va T assotsiatsiya yulduzlari yosh yulduzlar hisoblanadi. T-assotsiatsiyaga kiruvchi yulduzlar gravitatsion siqilishni boshidan kechirayotgan yulduzlardir. Shunday qilib, yulduz hosil bo'lishi hozir ham davom etmoqda va ular guruh-guruh holatda hosil bo'ladi. Bu yulduzlar Galaktika tekisligi yaqinida joylashgan.

d) Sharsimon yulduz to'dalari. Yulduzlar osmonida sharsimon to'dalari markazi tomon yulduz konsentratsiyasi kuchayib borishi natijasida sferik shakl hosil qilganligi bilan ko'zga yaqqol tashlanib turadi. Tarqoq to'dalarni ko'rish uchun zehn qo'yib qarash kerak, ular ko'p hollarda yaqqol ko'rinmaydi.

Sharsimon to'dalarning diametri 5 pk dan 40 pk gacha bo'ladi. Yorug' bo'lganliklari uchun ularni Galaktikaning tekisligi yaqinidan chetdagi uzoq chekkalarida ham ko'rish mumkin. Hammasi bo'lib 136 ta bunday to'da ro'yxatga olingan. Biroq ularning jami soni 500 ga yaqin bo'lishi kerak, degan taxmin bor. Sharsimon to'da 10 mingdan 100 minggacha yulduzni o'z ichiga oladi. Bunday to'dalarga kiradigan yulduzlarning «spektr — yulduz kattalik (m)» yoki «rang (B-V) — yulduz kattalik(m)» diagrammasi tarqoq



4.5-rasm. Sharsimon yulduz to'dasi (chapda) va uning spektr-yorqinlik diagrammasi (rang-yulduziy kattalik, o'ngda).

toʻdalar va statsionar yulduzlarnikidan farq qiladi. 4.5-rasmda M3 toʻda boʻyicha tuzilgan «rang-yulduziy kattalik (m)» diagramma keltirilgan. Diagrammada pastidan oʻrta qismiga qadar bosh ketma-ketlikka tegishli yulduzlar joylashgan va undan oʻngga va yuqoriga tomon gigantlar tarmogʻi choʻzilgan. Diagrammaning oʻrtasidan yuqoriroqda qizil gigantlarning bosh ketma-ketlik bilan bogʻlovchi gorizontalar tarmoqni koʻrish mumkin. Bu tarmoqni hosil qiluvchi yulduzlar pulsatsiyalanuvchi (liridlar) yulduzlardir. Sharsimon toʻda yulduzlarining koʻpchiligi F va G sinflarga kiradi. Ularda koʻplab Liridlar (RR Lyr) ni koʻrish mumkin. Liridlar diagrammada gorizontalar tarmoqni hosil qiladi va ularga asoslanib toʻdaning uzoqligi topilgan.

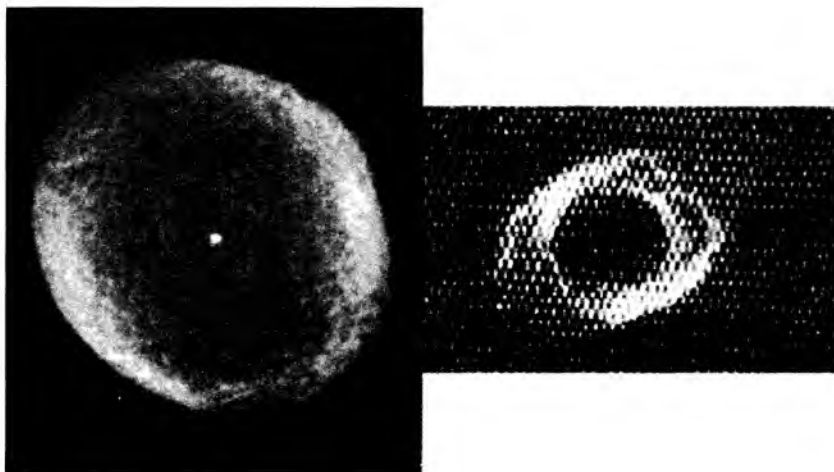
Sharsimon toʻdalar tarqoq toʻdalardan farqli oʻlaroq Galaktika tekisligidan tashqarida zichlashgan holda joylashib, Galaktika oʻzagi atrofida koʻrinadi va uning sferik tashkil etuvchisini hosil qiladi, yaʼni ularning soni markazdan barcha tomonga masofaning kvadratiga teskari proporsional ravishda kamayib boradi. Sharsimon toʻdalarning yoshi 10 milliard yildan katta, yaʼni ular Galaktikadagi eng «keksa» obyektlar hisoblanadi.

4.3. Gaz va chang tumanliklar

Spektrida emission (yorugʻ) chiziqlar kuzatiladigan tumanlik gaz tumanlik deb ataladi. Gaz tumanliklar oʻzlaridan nurlanish chiqaradi, ularning ikki xili mavjud: diffuz va planetar tumanlik. Diffuz tumanliklar (150 tasi qayd qilingan), odatda notoʻgʻri shaklda boʻladi va ularning koʻndalang kesmi bir necha parsekdan 150 parsekgacha boʻladi. Planetar tumanliklar (1100 dan ortigʻi qayd qilingan) elliptik yoki aylana gardish yoki halqa shaklda boʻladi. Ularning diametri 10—100 ming astronomik birlik oraliqda boʻladi. Yuqorida aytganimizdek, Galaktikada koʻplab (1000) qora tumanliklar borligi aniqlangan, bu tumanliklar chang tumanlik deb ataladi.

a) Planetar tumanliklar. Planetar tumanliklarning fotografik yorugʻligi $7 \div 13^m$, uzoqligi 1.5 kps gacha, diametri $0.05 \div 0.2$ ps (burchakiy kattaligi 10—1000ʻ), massasi $0.05 \div 0.2$ Quyosh massasi oraligʻida joylashadi. Kamdan-kam hollarni hisobga olmaganda planetar tumanlik oʻrtasida hamma vaqt qaynoq (O,B) yulduz kuzatiladi. Koʻrinishidan tumanlikni nurlantiruvchi manba ana shu qaynoq yulduz boʻladi (4.6-rasm). Yorugʻlik nurlarida yulduz tumanlikdan 100 marta xira, biroq u kuchli ultrabinafsha nurlanish sohadida va u tumanlikda yutiladi, soʻngra yorugʻlik nurlari sifatida qayta sochiladi.

Tumanlik yulduz nurlanishini qayta ishlaydi. Yulduzdan sochilayotgan yuqori energiyali ultrabinafsha kvantlar tumanlik atomlari va ionlarini uygʻongan holatga oʻtkazadi. Uygʻongan holatdan asosiy holatga qaytishda atomlar va ionlar yorugʻlik nurlari diapazoni chastotalarida nurlanish chiqaradi: bitta yuqori energiyali ultrabinafsha kvanti ikkita yorugʻlik kvanti hosil qiladi. Bu hodisa fluoressinasiya deb ataladi. Planetar tumanliklar oʻzagidagi yulduzlar oʻta qaynoq yulduzlar hisoblanadi.



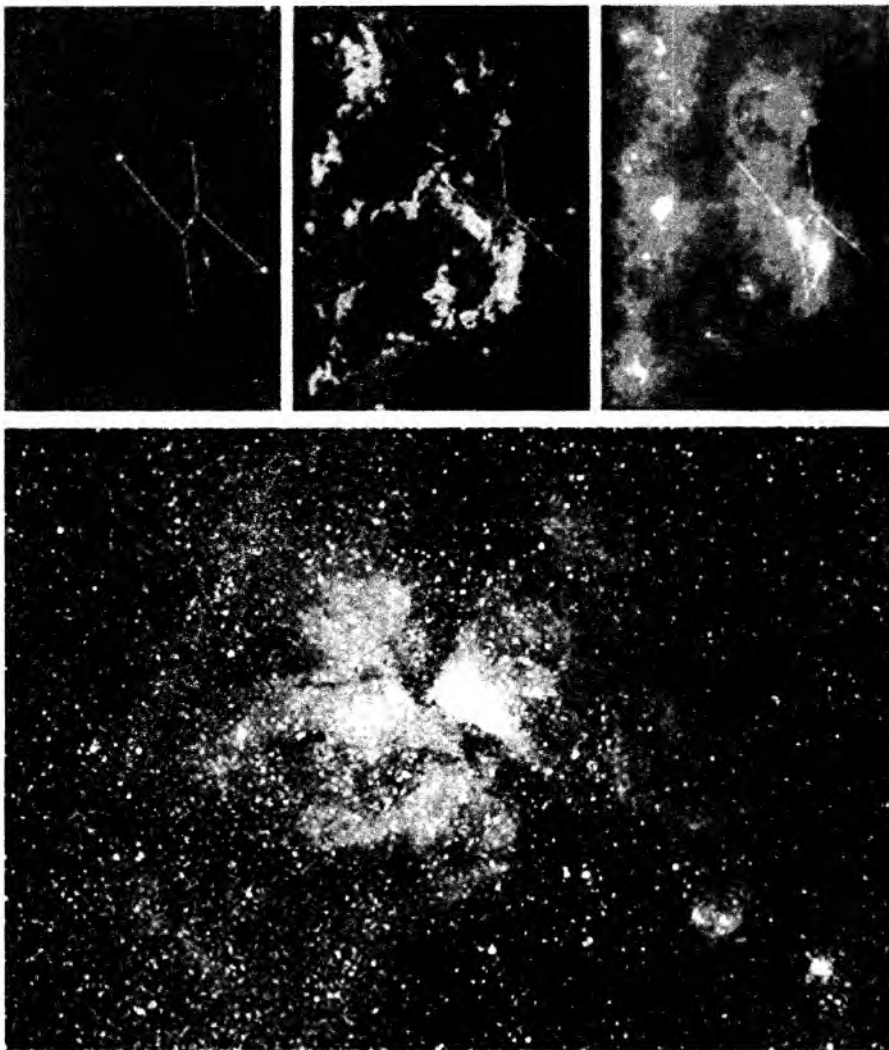
4.6-rasm. Planetar tumanlik IC 418(a) va Dalv yulduz turkumidagi NGC 7293 (radiusi bir parsekka yetadi).

Ularning temperaturasi 35 mingdan 100 ming K oraliqqa, nurlanishning maksimumi esa $\lambda < 1000 \text{ \AA}$ uzoq ultrabinafsha nurlanish diapazoniga to'g'ri keladi. Tumanlik o'zagidan sochilayotgan L_c (Layman seriyasi kotinuumi) kvantlar ($\lambda < 912 \text{ \AA}$) vodorod atomlarini uyg'ongan ($n \geq 4$) holatlarga o'tkazadi. Bu atomlar asosiy holatga to'ppa-to'g'ri ($4 \rightarrow 1$ singari) o'tmasdan, balki $4 \rightarrow 2$ va $2 \rightarrow 1$ yoki $4 \rightarrow 3$, $3 \rightarrow 2 \rightarrow 1$ o'tishlarni bajaradi. Ma'lumki, $3 \rightarrow 2$ o'tish Balmer seriyasining birinchi chizig'ini beradi (to'lqin uzunligi $\lambda 6563 \text{ \AA}$) spektrni qizil qismiga to'g'ri keladi yoki $4 \rightarrow 2$ o'tish ko'k chiziq ($\lambda 4861 \text{ \AA}$) ni beradi. Shunday qilib, bitta L_c kvant bir nechta yorug'lik kvanti hosil qiladi.

Bunday jarayonning muvozanatligi bo'yicha o'zagining temperaturasiga ko'ra tumanlik temperaturasi aniqlangan (Zanstra usuli). Masalan, yuqorida rasmi keltirilgan NGC 7293 o'zagining temperaturasi 100 ming K ga teng. Planetar tumanliklar spektrida vodorod va azot ionlarining Pauli qoidasi bo'yicha taqiqlangan chiziqlari [OII] 3727 \AA , NII 6584 \AA , [OIII] 4959 \AA va 5007 \AA kuzatiladi. Ayrim Planetar tumanliklarning emission chizikli spektrida kuchsiz tutash spektr ham ko'rinadi. U, ayniqsa, Balmer seriyasi kontinuumida yaqqol ko'rinadi va ozod elektronning ikkinchi sathga rekombinatsiyasi bilan bog'liq.

Planetar tumanliklar massasi $0.1 \div 0.2 M_{\odot}$ oraliqda va ular 14—40 km/s tezlik bilan kengaymoqda.

Bu natija ular gigant yulduzni to'satdan portlashi va qobiq qatlamining kengayishi natijasida hosil bo'lgan degan xulosaga olib keladi. Ular o'ta yangi yulduz qoldig'i bo'la olmaydi, chunki Galaktikada buncha o'ta yangi yulduz chaqnamagan.



4.7-rasm. Orion tumanligi har xil ranglarda (yuqorida). Ilon yulduz turkumida ko'rinadigan qaynoq yulduzlar to'dasi M16 bilan bog'liq gaz tumanlik (pastda). Fil tumshuqlari deb ataladigan neytral qora moddani o'rab turuvchi yorug' halqalarni ko'rish mumkin.

b) Diffuz tumanliklar. Ko'pchilik diffuz tumanliklarning ko'ndalang kesimi $1 \div 25$ pk (burchak kattaligi $10-100'$), uzoqligi < 1.5 kps, massasi $0.1 \cdot 10^4$ Quyosh massasiga teng, o'rtacha elektron konsentratsiyasi $20 \div 1000$ sm^{-3} , ko'rinma yulduziy kattaligi $1 \div 10^m$ oraliqda joylashadi. Diffuz tumanliklar ham planetar tumanliklar singari ichidagi yoki yonidagi qaynoq yulduz nurlanishi hisobiga shu'lalanadi.

Planetar tumanliklar Galaktika tekisligidan chetda kuzatilsa, diffuz tumanliklar konsentratsiyasi unga tomon ortib boradi. Bu qaynoq yulduzlarni Galaktika tekisligi tomon konsentratsiyasi orta borishi bilan bog'liq. Ayrim diffuz tumanliklar tasodifan qaynoq yulduz yaqinida bo'lib, qolganlari tufayli ko'rinsa, boshqalari yulduz bilan «qarindosh»dir. Masalan, mashhur Qisqichbaqasimon tumanlik o'tayangi yulduz chaqnashi natijasida hosil bo'lgan. Orion yulduz turkumidagi diffuz tumanlikning eng yorug' markaziy qismi yaqinida mashhur Orion trapetsiyasi deb ataladigan qaynoq yulduzlar joylashgan. Shunday yulduz va tumanlik assotsiatsiyalaridan yana bir mashhuri Yakkashox yulduz turkumida kuzatiladigan NGC 2237-38 tumanlikdir. Bu tumanlik ichida emission chiziqlarda nurlanadigan O yulduzlar (O-assotsiatsiya) to'dasi NGC 2244 joylashgan (4.7-rasm). Bu yulduzlar tumanlikni shu'lalantiradi, temperaturasi (15—25 ming K) planetar tumanlik o'zagini singari yuqori bo'lmaganligi uchun tumanlik moddasini uyg'onish darajasi past, spektrida [O II] $\lambda 3727$ ko'zga tashlanib turadi. Tumanlik temperaturasi 10^4 K ga yaqin. Orion tumanligi Balmer kontinuumida intensiv tutash spektrni ko'rsatadi. Bunday tumanliklar yorug' bo'lganligi uchun boshqa galaktikalarda ham kuzatiladi. Masalan, Oltin Baliq (Tarantul) deb nomlangan tumanlik Katta Magellan Bulutiga tegishlidir. Uning ko'ndalang kesimi 400 ps, massasi $5 \cdot 10^6$ Quyosh massasiga teng, elektron konsentratsiya $\sim 200 \text{ sm}^{-3}$. Bu tumanlikni bir necha qaynoq va massiv (100 Quyosh massasi) yulduzlar shu'lalantiradi. Tumanliklarda modda harakati ($\sim 10 \text{ km/s}$) uyurmaları kuzatiladi.

d) Ionlangan vodorod (H II) sohalari. Qaynoq yulduz (O6-B2) o'z yaqinidagi yulduzlararo fazodagi gazni ionlantiradi va yulduz atrofida ionlangan vodorod H II soha hosil bo'ladi. Bu sohada modda to'la ionlashgan, ya'ni asosan elektron va protonlardan tarkib topgan bo'ladi.

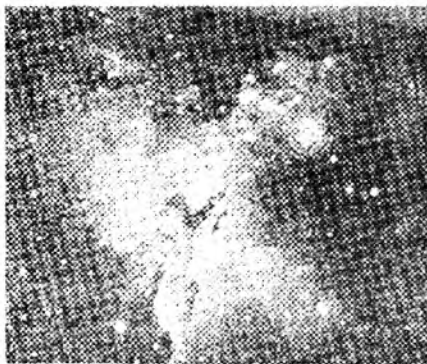
4.2-jadval

Sp	M_v	T,	r, ps
O6	-3,9	40 000	80
B0	-3,1	25 000	28
A0	-0,9	10 700	0,6

H II sohaning kattaligi yulduzning temperaturasiga va yorqinligiga bog'liq. 4.2-jadvalda har xil spektral sinf, absolut kattalik va temperaturadagi yulduzlar atrofida hosil bo'ladigan H II soha radiusi keltirilgan. H II zonani neytral vodorod soha (H I) o'rab turadi. Ma'lumki, H I $\lambda = 21 \text{ sm}$ da radionurlanish sohadir. Shuning uchun 21 sm da radiokartalarda H II soha ajralib ko'rinadi.

e) Tumanliklarning ichki tuzilishi xususiyatlari. Qaynoq yulduz atrofidagi qizdirilgan (5 000—10 000 K) gaz bilan uni o'rab turuvchi sovuq (100 K) gaz chegarasida murakkab modda harakati vujudga keladi va to'lqinlar hosil

bo'ladi. Bular o'z navbatida chegarada notiniq modda quyuvmalari hosil bo'lishiga sabab bo'ladi. Bunday qora quyuvmalar yorug' diffuz tumanliklar ichida kuzatiladi. Masalan, Ikon yulduz turkumidagi diffuz tumanlikda ko'rinadigan «fil tumshug'i»ni (4.8-rasm) yoki yorug' tumanliklar sahnida kuzatiladigan kichik gardishcha shakldagi qora bulutcha (globula)larni ko'rsatish mumkin. Globula gravitatsion siqilish darajasiga o'tgan modda quyuvmasi bo'lib, undan yulduz hosil bo'ladi.



4.8-rasm. Ikon yulduz turkumidagi diffuz tumanlikda ko'rinadigan «fil tumshug'i» qora tumanlik.

Ko'pchilik tumanliklar radio-nurlanish sochadi. Bu nurlanish issiqlik tabiatga ega va qaynoq gazdagi elektronlarning ionlar maydonida tormozlanishi natijasida hosil bo'ladi. Radionurlanishi bo'yicha tumanliklar orasida nurlanishi noissiqlik tabiatga ega Qisqichbaqasimon tumanlik ajralib turadi. Uni relyativistik elektronlar hosil qiladi. Bu tumanlik amorf va tolasimon tashkil etuvchilardan iborat. Amorf modda tutash, tolasimon modda esa chiziqli spektrni ko'rsatadi. Tumanlik ichida amorf modda, tashqarisida esa tolasimon modda asosiy tashkil etuvchiga aylanadi. Ayrim diffuz tumanliklarning noto'g'ri shaklga egaligi ularning nurlanishi yuqorida bayon etilgan planetar tumanliklarda kuzatiladigan jarayonlardan boshqacha emasmi degan shubhani uyg'otadi.

f) Qora tumanliklar. Somon Yo'li sahnida kuzatiladigan bunday tumanliklar chang quyunlari yoki bulutlari bilan bog'liq. Chang quyuvlari (masalan, Janubiy But yaqinidagi «Ko'mir qop») yulduzlararo muhitda joylashgan bo'lib orqalaridagi yulduzlar nurini o'tqazmay, natijada Somon Yo'li sahnida qora bulut shakldagi tumanlik hosil qiladi. Qora tumanlikning fizik ko'rsatkichlari (ρ , η , d), uning ichida kuzatiladigan yulduzlar konsentratsiyasini tashkarisidagi bilan solishtirib baholanadi. Masalan, «Ko'mir qop» ichida yulduzlar konsentratsiyasi tashqarisidagidan uch marta kam. Demak, uning optik qalinligi $\tau = \lg 3 = 1.1$ va unda yorug'likning kuchsizlanish miqdori $\Delta m = 1.08\tau \approx 1.2^m$. Agar chang zarralari ko'ndalang kesimi ≈ 1 mkm deb hisoblasak, kuchsizlanish zichligi $\rho = 2 \cdot 10^{-24}$ g/sm³, qalinligi $d \sim 8$ ps keladigan chang bulut bera oladi.

Qora tumanliklarni uch xil turi mavjud. Ularning fizik ko'rsatkichlari jadvalda keltirilgan.

«Ko'mir qop» singari qora bulutlar Orionda, Ikoneltuvchining ρ va θ yulduzlari yaqinida, Oqqush va boshqa yulduz turkumlarida; katta qora bulutlar Aqrab, Qavs, Oqqush, Savr, Orion va boshqa yana 8 ta yulduz turkumlarida kuzatiladi. Ularning kattaligi $10^\circ \times 10^\circ$ dan to $50^\circ \times 20^\circ$ gacha, massasi $100 \div 500 \eta_\odot$, vizual nurlarda to'la yutishi $1 \div 2^m$. Qora bulutlar

Tumanlik turi	d, ps	A_{pg}	ρ g/sm ³	c/c_n
Globula	0.5	1.5 ^m	$5 \cdot 10^{-23}$	0.05
Kumir qop	8	1.5 ^m	$2 \cdot 10^{-24}$	15
Katta bulut	40	1.4 ^m	$5 \cdot 10^{-25}$	300

A_{pg} — fotografik nurlarda to'la yutish miqdori.

noto'g'ri shaklga ega. Bulutlarda chang va gaz aralash holda bo'ladi, shuning uchun alohida chang va gaz bulut bo'lmagani uchun ularni ajratib fizik

ko'rsatkichlarini berib bo'lmaydi: $\frac{\bar{\rho}_{\text{gas}}}{\bar{\rho}_{\text{dust}}} \approx 100$.

Bulutlar Galaktika tekisligida kuzatiladi va 7 % fazoni egallaydi; o'rtacha diametri 15 pk, orasidagi masofa 40 ps va qarash chizig'i bo'ylab 1 kps masofaga 10 ga yaqini to'g'ri keladi. Bitta bulutda yutilish miqdori vizual nurlarda o'rtacha 0.2^m.

Galaktikada chang va gaz bulutlar shaklda kuzatilishi bilan bir qatorda tarqoq holda ham tarqalgan. Bunday tarqoq va bir jinsli holdagi chang va gaz yulduzlar yorug'ligini kuchsizlantiradi va ular spektrida gaz chiziqlari ko'rinadi. Galaktika tekisligi yaqinida bir kiloparsek masofaga to'g'ri keladigan vizual nurlarda yutilishning $A_v = 2^m$ /kps asosiy qismi (1.6^m 1/kps) bulutlar hissasiga, qolgan qismi (0.4^m) tarqoq changga to'g'ri keladi.

4.4. Galaktikada tarqoq holdagi chang va gaz

Gaz+chang tumanliklar Galaktika tekisligida maksimal konsentratsiyaga ega va undan uzoqlashgan sari ular soni keskin kamaya boradi. $b = \pm 0.2$ da ularning umumiy yuzasi 387 kv. gradusni tashkil etsa, $b = \pm 20^\circ \div \pm 30^\circ$ oraliqda 17 kv gradusga teng. Biroq yulduzlar, ayniqsa, Galaktikalar Galaktika



4.9-rasm. Qavs yulduz turkumidagi qora tumanlik.

tekisligidan uzoqlashgan sari yorug'ligini kuchsizlantiradi. Galaktika qutbi yaqinida undan tashqaridagi galaktikalar yorug'ligi 0.5^m miqdorga kuchsizlangan. Demak, Galaktikada gaz+chang bulutlar orasidagi fazo absolyut bo'shliq emas, u tarqoq gaz va chang bilan to'ldirilgan. Bulutlar uchun balandlik shkalasi $\beta = 60$ ps, tarqoq gaz va chang uchun esa 140 pk, ya'ni tarqoq holdagi gaz va chang konsentratsiyasi

Galaktika tekisligidan uzoqlashgan sari bulutlarnikiga qaraganda ikki marta sekin kamaya boradi. Shuni aytish kerakki, tarqoq gaz va chang konsentratsiyasi ham Galaktika tekisligida maksimal qiymatga ega. Chang va gazning fizik xususiyatlari bilan tanishib chiqaylik.

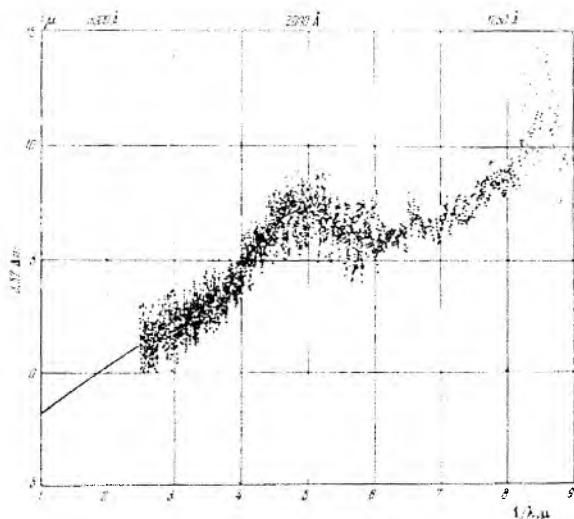
4.4.1. Yulduzlararo changda yorug'likning kuchsizlanishi

a) Chang zarralarida yorug'likning sochilishi. Qorong'i uyga eshik tirqishidan Quyosh nuri dastasi tushayotgan bo'lsin. Agar uyda ko'rpani qoqib chang ko'tarsak, uy ichi yorug'lashib ketadi va polda nur dastasi hosil qilayotgan yorug'lik tasvirining yoritilgani pasayadi. Buning sababi nur dastasidagi chang zarralarida (ular ko'rinib, uchib turadi) yorug'likning to'silishi va sochilishidir. Agar chang zarrasining ko'ndalang kesimi d , unga tushayotgan nurning to'lqin uzunligi (λ) dan ancha katta bo'lsa, ya'ni $d \gg \lambda$, u holda zarra nurni to'sadi va aks qaytaradi. Bunda nur kvantlarining bir qismi zarrada yutilishi ham mumkin. Bu zarraning nur qaytarish qobiliyatiga bog'liq. Bunday katta zarralar uzoq uchib yura olmaydi va Yerga qo'nadi. Kichik zarralarda ($d < \lambda$) ham nurlanishning bir qismi yutiladi, qolgan qismi esa sochiladi. Zarra kichik ($d \leq \lambda$) bo'lganda undan aks qaytgan nurlar difraksiyalanadi va keng yo'nalishda sochiladi. Yulduzlararo fazodagi chang ham yulduz nuri dastasiga shunday ta'sir ko'rsatadi. Yorug'likni chang zarralarida sochilishi murakkab jarayon. U $\alpha = \frac{2\pi d}{\lambda}$ parametrغا bog'liq funksiya ($\theta(\alpha)$) orqali ifodalanadi va $\theta(\alpha)$ zarraning effektiv ko'ndalang kesimini belgilaydi.

Yorug'likni har xil shakldagi va tabiatga ega zarralarda sochilish nazariyasi yaxshi ishlab chiqilgan. Uning sochilishi natijasida kuchsizlanishi to'lqin uzunligiga va zarralar ko'ndalang kesimiga va shakliga bog'liq. $\alpha \geq 1$ bo'lganda har xil shakl va tabiatdagi zarralarda kuchsizlanishi bir xil bo'ladi va to'lqin uzunligiga deyarli bog'liq emas. Biroq $\alpha < 1$ bo'lganda kuchsizlanish darajasi zarraning shakli, tabiatiga va to'lqin uzunligiga bog'liq bo'ladi. Ko'ndalang kesim $d < 0.1$ mkm temir kukuni va $\frac{d}{2} \approx 0.1$ mkm dielektrik zarralari yorug'likni effektiv sochadi.

b) Yulduzlar yorug'ligi kuchsizlanishining to'lqin uzunligiga bog'liqligi. Qanday shakl va tabiat zarralarda yulduz yorug'ligi kuchsizlanishini bilish uchun kuchsizlanishning to'lqin uzunligi yoki spektr bo'yicha o'zgarishini tekshirish zarur. Bunday ish spektrofotometrik yoki kolorimetrik usul bilan bajarilishi mumkin. Birinchi usul ancha mashaqqatli, ikkinchisi esa yengil.

4.11-rasmda spektrofotometrik usul bilan olingan kuchsizlanish miqdori (Δm) bilan to'lqin uzunligi orasidagi bog'lanish tasvirlangan. Bu bog'lanish ikkita bir xil spektral sinf (B)ga oid osmonda yonma-yon ko'rinadigan, lekin biri (ϵ Persey) juda yaqin, ikkinchisi (ξ Persey) esa juda uzoqda



4.10-rasm. Ultrabinafsha nurlarda yorug‘likning kuchsizlanishi. Ordinata o‘qi bo‘ylab $\Delta m = m(\text{Persening } \xi - i) - m(\text{Persening } \epsilon - i)$, absissa o‘qi bo‘ylab to‘lqin uzunligi qo‘yilgan. Chap tomondagi egri chiziq 0.4—1 mkm uchun olingan natijani tasvirlaydi.

joylashgan yulduzlar yorug‘liklari (m) ayirmasi ($\Delta m = m(\xi) - m(\epsilon)$) spektrning har xil (λ) qismlarida o‘lchashga asosan topilgan.

Uzoqda joylashgan yulduzning nuri yaqindaginikiga qaraganda ko‘p yo‘l bosib o‘tadi va ko‘p chang zarralarida sochiladi, demak, uning yorug‘ligi ko‘p miqdorga kuchsizlandi. Bu yulduzlarning temperaturasi bir xil, demak, spektrida energiyani taqsimlanishi bir xil bo‘lishi ($\Delta m(\lambda) = 0$) kerak. Biroq 4.10-rasmdagi chizmadan murakkab bog‘lanishga ega ekanligini ko‘rish mumkin $\Delta m(\lambda)$. O‘rtacha kuchsizlanish miqdori to‘lqin uzunligiga teskari proposional ravishda ortib boradi, ya‘ni $\Delta m(\lambda) = 2^m - (\frac{1}{\lambda})^m$. Biroq ultrabinafsha ($\lambda < 2500 \text{ \AA}$) diapazonda bunday chizikli bog‘lanishdan chetlashishlar kuzatiladi. Uzoq ultrabinafshada ($\lambda > 1250 \text{ \AA}$) chetlashish kuchli. Bu yulduz nurini sochishda molekularning ishtiroki bilan bog‘liq. 4.10-rasmdagi bog‘lanishga asoslanib yorug‘likni kuchsizlantiruvchi zarralar ko‘ndalang kesimi $d \sim 0.1 \text{ mkm}$ bo‘lishi kerak degan xulosaga kelish mumkin, chunki $\lambda = 0.6 \text{ mkm}$ va $\alpha \sim 1$.

d) Yulduzlar yorug‘ligi kuchsizlanishining qutblanganligi. Zarra tabiati to‘g‘risidagi bilimlar kuchsizlanish miqdorini ($\Delta m(\lambda)$) qutblanganligidan olinishi mumkin. Uzoqda joylashgan yulduzlar yorug‘ligining qarash chizig‘iga tik har xil (0° dan 360° gacha) yo‘nalishlarda intensivligi har xil ekanligi aniqlanadi. Buning uchun fotometr oldiga qarash chizig‘iga tik holda analizator o‘rnatiladi va o‘q atrofida aylantirib yulduzning yorug‘ligi

o'lanadi. Uzoqdagi yorug'ligi kuchsizlangan yulduzlar ustida olib borilgan bunday o'lchashlar yulduzning nuri qutblanganligini ko'rsatadi, ya'ni yulduz nuri ma'lum (γ) yo'nalishda maksimal (I_{\max}) va ($\gamma + 90^\circ$) minimal

(I_{\min}) intensivlik ko'rsatdi va $\Delta m_p = 2.5 \lg \frac{I_{\max}}{I_{\min}}$ farq o'lchanadi. Yulduzlar yorug'ligining qutblanganligi $\Delta m_p = 0.2^m$ gacha yetadi. Hozirgi paytdagi fotoelektrik fotometrlarning xatosi $\pm 0.005^m$ ekanligini hisobga olsak, olingan natija realligiga ishonch hosil qilamiz. Shunday usul bilan ko'plab yorug'ligi kuchsizlangan yulduzlar tekshirildi va har safar Δm_p va γ aniqlab borildi.

Qutblanish simmetrik, sharsimon zarrachalarda ro'y bermasligi, qutblantiradigan zarralar ma'lum yo'nalishda bir-biriga parallel yo'naltirilgan uzunchoq zarralar bo'lishi va bu zarralarni tartibga keltiruvchi kuch bo'lishi kerak. Agar zarralar cho'zinchoq metall, masalan, ninasimon kristalik ferromagnit bo'lsa, u holda ularni Galaktika magnit maydoni tartibli joylashtiradi. Haqiqatdan, Persey yulduz turkumidagi yulduzlar nurining qutblanish burchagi (γ) Somon Yo'li yo'nalishiga mos keladi. Demak, ninasimon kristalik metall chang zarralarini Galaktika spiral yenglari, Somon Yo'li bo'ylab yo'nalgan magnit maydon tartibli joylashtirgan. Buning uchun magnit maydon kuchlanganligi 10^{-5} ersted bo'lsa yetarlidir. Shunday qilib, yulduzlar yorug'ligini kuchsizlantiradigan yulduzlararo muhitdagi chang ko'ndalang kesimi 0.1 mkm bo'lgan kristalik metal zarralardan iboratdir, degan xulosaga kelamiz.

e) Yulduzlar yorug'ligining kuchsizlanish darajasi va changning zichligi.

Quyoshdan $r = 1000$ parsek uzoqlikdagi yulduzlarning yorug'ligi vizual

nurlarda $\Delta m_v = 1.6^m$ miqdorga kuchsizlanadi. $\Delta m_v = -2.5 \lg \frac{E}{E_0} = 2.5 \lg e^{-\tau}$. $\tau \approx \sigma n r$ — chang muhitning optik qalinligi; $\sigma = \pi d^2$ — chang zarra yuzasi; n — konsentratsiyasi, r — yulduzni uzoqligi. Yuqorida keltirilganlarga asosan $\sigma \approx 5 \cdot 10^{-9} \text{ sm}^{-2}$ ekanligini topamiz va $r = 1000 \text{ pk}$ ligi hisobga olinsa,

$$n = \frac{\Delta m}{\sigma r} = 10^{-13} \text{ zarra/sm}^{-3}.$$

Agar zarralar yuqorida aytganimizdek, metall kristallari bo'lsa, bitta

bunday zarra massasi $\frac{4}{3} \pi \left(\frac{d}{2}\right)^3 \rho = 4.0 \cdot 10^{-7} \text{ g}$ va Galaktikada tarqoq chang modda zichligi $\rho_g = 4 \cdot 10^{-25} \text{ g/sm}^3$ ekanligini topamiz. Chang zichligi qora tumanliklarda millionlab marta kuchli bo'ladi. Masalan, «Ko'mir qop» tumanlikda $n = 0.2 \cdot 10^{-6} \text{ zarra/sm}^3$ va $\rho \approx 2 \cdot 10^{-2} \text{ g/sm}^3$, ya'ni yulduzlararo fazodagidan 200 marta ko'p. Qora bulutlar zarralari massasi o'rtacha 10^{-16} g . Demak qora bulutlar chang va gaz aralashmasidan iborat.

f) Yulduz yorug'ligining kuchsizlanishini o'lchash va hisobga olish.

Quyosh Galaktika tekisligi yaqinida joylashgan va uning atrofida 1 kps masofaga 4—5 ta chang bulut to'g'ri keladi. Demak, har bir bulut 1 kps

dan uzoqda joylashgan yulduzlar nurini $\Delta m_v = 0.3^m$ miqdorga kuchsizlantiradi. Endi bu miqdorga Galaktika tekisligiga tik yo'nalishda tarqoq chang modda kuchsizlantirish miqdorini qo'shsak, vizual nurlarda 1 kps kuchsizlanish 2^m ga yetishini topamiz. Fotografik nurlarda kuchsizlanish miqdori $A_{pg} = 4^m$ ga yetadi. Bu kuchsizlanishni to'liq uzunligiga teskari proporsional o'zgarishidir. Natijada yulduz nuri tarkibida qisqa to'liqlik ($\lambda < 0.5 \mu$) havorang binafsha nurlar ko'p miqdorga kuchsizlanadi va sariq-qizil nurlar hissasi ortadi, yulduz nuri sarg'ayadi yoki qizaradi, uning rang ko'rsatkichi (B-V) ortadi. Agar yulduzning spektral sinfiga ko'ra haqiqiy rang ko'rsatkichi $(B-V)_0$ bo'lsa, u holda $E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_0$ uning rang ortiqligini belgilaydi. Rang ortiqligi E_{B-V} bilan vizual umumiy kuchsizlanishi A_v orasida quyidagi bog'lanish topilgan:

$$A_v = 3.2 E_{B-V}.$$

Kuzatishlardan (B-V) o'lchanadi, spektral sinfiga ko'ra $(B-V)_0$ hisoblanadi va A_v topiladi. Yulduzning o'lchangan ko'rinma kattaligi m_v bo'lsa, uning kuchsizlanishi hisobga olingandan keyingi kattaligi

$$m_v^0 = m_v - \frac{A_v r}{1000}$$

va agar yulduzning uzoqligi (r) ma'lum bo'lsa, u holda uning kattaligi

$$M_v = m_v + 5 - 5 \lg r - \frac{A_v r}{1000}$$

formula yordamida hisoblanadi.

Misol uchun γ Oqqush yaqinida topilgan yulduz (VI Cyg12) B5 I_a sinfga mansub, uning yorug'ligini o'lchab, $B-V = +3,01^m$, $U-B = +1,69^m$ va $U = 16,3^m$ aniqlandi. Normal B5 yulduzning $B-V = -0,3^m$, demak $E_{B-V} = 3^m,3$ va $A \approx 10^m$! ya'ni yulduz yorug'ligi 10 birlikka kuchsizlangan.

4.4.2. Yulduzlararo gaz

Yuqorida ko'rganimizdek, quyosh va yulduzlardan atrof fazoga uzluksiz ravishda gaz sochilib turadi. Demak, yulduzlararo muhit absolut bo'shliq bo'lmay, ma'lum darajada gaz bilan to'ldirilgan. Endi Galaktikadagi tarqoq gazning tabiatini ko'rib chiqamiz, uning konsentratsiyasini aniqlaymiz, fizik holatini o'rganamiz va nihoyat uning o'rni va mohiyatiga to'xtalamiz.

a) Yulduzlararo gazning spektral chiziqlari. Yuqorida biz quyosh spektrida Yer atmosferasi molekullari (H_2O , C_2O)ga tegishli molekular chiziqlar borligini, bu chiziqlar Quyosh nurlarini Yer atmosferasida yutilishi natijasida ro'y berishini ko'rgan edik. Yulduzlar spektrida ham shunday chiziqlar bormi degan savol tug'iladi. Umuman olganda bo'lishi kerak, biroq ularning intensivligi juda kam bo'lganligi uchun biz ularni ko'ra olmaymiz. Chunki yulduzlardan kelayotgan nurlanish oqimi Quyoshnikiga qaraganda juda kuchsiz, shuning uchun ular Quyosh spektridagidek yaqqol ko'rinmaydi;

ikkinchidan, ular yulduz spektridagi chiziqlar bilan ustma-ust tushishi natijasida ajralmaydi; uchinchidan, chiziqning intensivligi uni hosil qilgan atomlar soniga bog'liq. Yulduz nuri bizga yetib kelguncha ulkan masofani bosib o'tadi va u bunday uzoq safari davomida ko'plab yulduzlararo gaz atomlari bilan to'qnashadi va ularda yutilishi mumkin. Biroq bizni bu hollarda ham sayyoralar spektrini o'rganishda to'qnash kelgan qiyinchilik kutadi. Ya'ni yulduzlararo gaz chizig'i yulduz chizig'i bilan ustma-ust tushadi. Ularni bir-biridan ajratadigan hodisa doppler effektidir.

Agar yulduz qarash chizig'i bo'ylab harakat qilayotgan bo'lsa, uning chizig'i siljiydi va gaznikidan ajraladi. Shunday hodisani 1904-yilda I. Gartman kuzatgan. Spektral qo'shaloq yulduz δ Orion (δ Ori) spektrida Ca II λ 3934 chizig'i davriy ravishda ikkiga ajralar va yana bitta chiziqqa aylanar edi. Ikkiga ajralganda chiziqlardan biri ingichka tim qora va spektrda o'rnini o'zgartirmaydi, ikkinchisi esa keng va o'rnini o'zgartirardi. Ya'ni davriy ravishda ingichka chiziq dam chap tomonda, dam uning o'ng tomonida ko'rinar edi. Bu hodisani shunday tushuntirdi: ingichka chiziqni yulduzlararo muhitdagi Ca II hosil qiladi, keng chiziq esa yulduz atmosferasida hosil bo'ladi. Yulduz orbita bo'ylab boshqa yulduz atrofida aylanma harakatda bo'lganligi uchun uning chizig'i doppler effekti tufayli siljiydi. Shundan keyin yulduzlararo gazga tegishli ko'plab chiziqlar kashf etildi. Ularning optik diapazondagilari 4.4-jadvalda keltirilgan.

Jadvalda ayrim chiziqlarning ekvivalent kengligi (W) ham keltirilgan. Eslatamiz W-chiziqning kengligi va qoraligi bilan bog'liq ko'rsatkich chiziqda yutilgan energiyani xarakterlaydi. Ma'lumki, spektral chiziqning intensivligi (W — unga proporsional) uni hosil qilishda ishtirok etayotgan atomlar soniga va o'tish ehtimoliga bog'liq. Yuqorida keltirilgan chiziqlarning ko'pchiligi ko'rsatilgan atom yoki ionning asosiy energetik holatidan boshlanadigan rezonans chiziqlardir. Yulduzlararo muhitda temperatura ~ 10 K atrofida bo'lganligi uchun har bir ko'rsatilgan atom yoki ionlarning ko'pchilik qismi eng past energiyali asosiy holatda bo'ladi. Ikkinchidan, chiziqlari jadvalda keltirilgan atom va ionlarning uyg'onish potentsiali past (bir necha elektron volt) bo'lgani uchun yetarli darajada intensivlikka ega. Yulduzlararo muhitda vodorod atomlari ko'p bo'lsa, yutilish chiziqlari orasida unga tegishlisi bo'lmaydi. Bunga sabab birinchidan vodorodning rezonans chizig'i spektrning uzoq ultrabinafsha qismida (λ 1216) joylashgan, ikkinchisidan, H-ni uyg'ongan holatga o'tkazish uchun katta temperatura yoki kuchli yuqori ($h\nu > 10$ eB) energiyali kvantlar oqimi zarur. Bu ikkala shart ham optik diapazonda bajarilmaydi.

Biroq qaynoq yulduzlar (O, B) atrofidagi ionlangan vodorod (H II) sohada Balmer seriyasi chiziqlari (H_α , H_β , H_γ) kuzatiladi. Yulduzlararo muhitdagi vodorodga tegishli chiziq radiopazonda kuzatiladi.

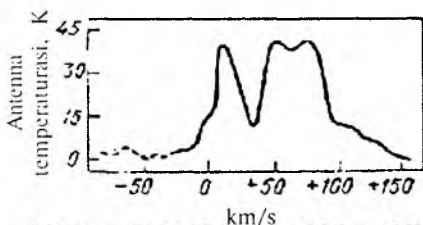
b) 21sm.da yulduzlararo vodorodning nurlanishi. Vodorodning eng past energiyali sathi $1^2S_{1/2}$ ikkita oraliq sath (m va n) dan iborat. Ularning

Yulduzlararo muhitning		yutilish chiziqlari		H sohalaridagi emission chiziqlar
Atom chiziqlar	W, m Å	Molekular chiziqlar	W, m Å	
		4300.3	20	44340.5
NaI	3302.4	3890.2	6	4681.5 HI
	3303.0	3886.4 CH	6	6562.8
NaI	240	3878.8		
	190	3143.2	3	3726.1 OII
			7	3728.9
K I		3875.8		
		3874.6 CN		4958.9 OIII
		3874.0		5006.8
CaI	4226.7	4232.4		6548.1 NII
		3957.7 CH ⁺		6583.6
CaII	3933.7	3745.3	27	
		3579.0		
Ti II			13	
			7	
			4	
Fe I	3242.0			
	3283.8			
	3719.9			
	3859.9			

statistik vaznlari $g=3$ va 1 ga teng. Bu sathlarning yuqorisi o'zak bilan elektron spinlari bir tomonga, pastkisi esa qarama-qarshisiga yo'nalgan holatlarga to'g'ri keladi. Ularning energiyalar farqi $h\nu = E_m - E_n = 5.86 \cdot 10^{-6}$ eV. Atom sathlarining birdan ikkinchisiga o'tish ehtimoli $A_{mn} = 2.85 \cdot 10^{-15} \text{c}^{-1}$ juda kichik, ya'ni Pauli prinsipi bo'yicha taqiqlangan. Biroq yulduzlararo muhitdagi sharoit noqulay (past T va ρ) va nihoyatda uzun ($>10^{21}$ sm) bo'lgan qarash chizig'ida yotgan H atomlarining ko'pligi ($>10^{20}$) tufayli bunday kam ehtimolga ega bo'lgan o'tishlar soni yetarli darajada ($>10^5$) ko'p va ular hosil qilgan monoxromatik nurlanish kuchli bo'ladi. Bunday o'tishga $\lambda = \frac{c}{\nu} = 21.11$ sm to'g'ri keladi ($\nu = 1420,4$ MGs). 1945—49-yillarda bashorat etilgan bu chiziqning radionurlanishi 1951-yilda bir vaqtning o'zida bir necha rasadxonalarda qayd qilindi. Uning intensivligi yulduzlararo muhitda 0.1 dan $3^1/\text{sm}^3$ ta gacha vodorod atomi borligini

ko'rsatadi, ya'ni yulduzlararo gazning zichligi $0.2 \cdot 10^{-24} \div 5 \cdot 10^{-25} \text{ g/sm}^3$. Bu chang zichligidan o'nlab marta ko'pdir.

Bunday zichlik Galaktik ulkan hajmlarda katta optik qalinlik hosil qiladi, Galaktikaning uzoq qismlaridan 21 sm da kelayotgan nurlanish biroz kuchsizlanadi. Hatto kuchli radionurlanish (Masalan, CasA) manbalaridan kelayotgan 21 sm dagi radionurlanishda yulduzlararo gazga tegishli $\lambda = 21$ bo'lgan yutilish chizig'i ham kuzatiladi (4.11-rasm). Bu



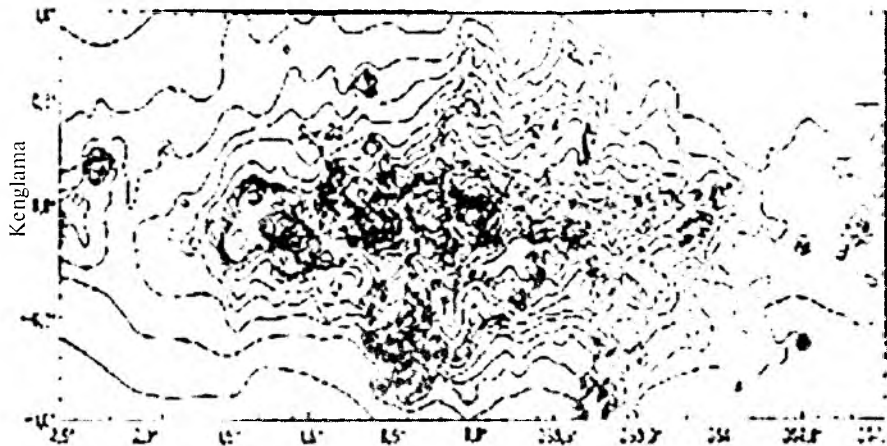
4.11-rasm. Galaktika markazi bilan 115° burchak hosil qiladigan yo'nalishda to'liq uzunligi 21 sm bo'lgan vodorod chizig'i profili. Ordinata o'qi bo'ylab radio temperatura, absissa o'qi bo'ylab chiziq markazidan siljish tezligi.

chiziqda o'lchashlar (kuzatishlar) Galaktikada gazning taqsimlanishini o'rganishda katta samara beradi. Bunday kuzatishlar boshqacha usullar bilan ko'rinmaydigan Galaktika o'zagi orqasiga «qarash»ga imkon beradi. Bu Galaktikaning differensial aylanishi bilan bog'liq va har xil tezliklar bilan aylanayotgan spiral tarmoqlarning radiochastotasi har xil bo'ladi va ular spektrda yonma-yon joylashadi. Haqiqatdan radio chiziq chastotasi 1420 MGs da qarash chizig'iga tik yo'nalishda harakat qilayotgan qatlamlar nurlanishi qayd qilinadi. Agar tarmoq 30 km/s tezlik bilan harakat qilayotgan bo'lsa, uning radiochastotasi qo'zg'almas chastotaga (1420 MGs) nisbatan 142 kGs ga siljiydi. Hozirgi zamon radionurlanish priyomniklari 1 kGs kenglikdagi radiochiziqni bemalol qayd qilaveradi. Radiochiziq profilida bir necha maksimumlarning kuzatilishi (4.11-rasm) qarash chizig'i yo'nalishda bir necha (har bir maksimumga bittadan) diskret vodorod gaz bulut quyunlari borligini ko'rsatadi. Maksimumlarning asosiy chastota (1420 MGs) dan siljishi ($\Delta\nu_r$) quyidagi formula orqali ifodalanadi:

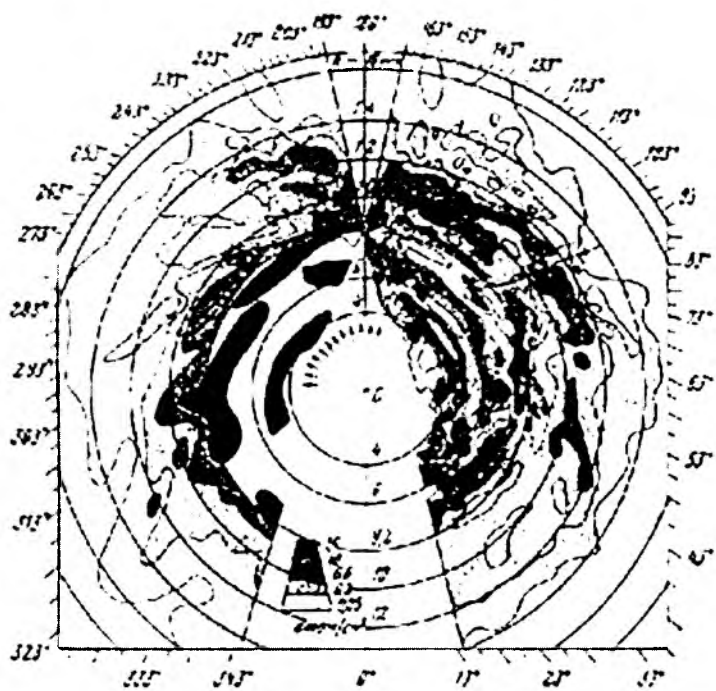
$$\Delta\nu_r = A \cdot r \cdot \sin(l - l_0).$$

Bu esa uning uzoqligi (r)ni hisoblashga imkon beradi. Bu yerda, A — Galaktik aylanishi doimiysi; l_0 —Galaktika markazi uzunlamasi; l — diskret radiomanba uzunlamasi. Shunday usul bilan Galaktikada neytral vodorodning taqsimlanishi tekshirilgan (4.12-rasm). Rasmda Galaktika tekisligida vodorodning spiral tarmoqlar hosil qilib taqsimlanishini ko'rish mumkin. Chang va boshqa atomlar singari vodorod ham alohida-alohida quyunmalar hosil qiladi. Ular rasmda har xil qora sohalarda tasvirlangan. Eng qora sohalarda H atomlari konsentratsiyasi 16 atom/sm^3 va eng oydin sohalarda 0.05 atom/sm^3 .

Galaktikaning 21 sm radiochiziqda ravshanligi kartalarining yutilish chizig'i ham kuzatiladigan sohalarida sirt temperaturasini aniqlash mumkin. U 40—120 K oraliqda joylashadi.



Galaktik uzunlama



4.12-rasm. Galaktika tekisligida neytral vodorodning taqsimlanishi tarmoqsimon tuzilishga o'xshash ko'zga tashlanadi. Bu galaktikada gaz spiral tarmoqlar bo'ylab tarqalgan degan xulosaga olib keladi.

To'liq uzunligi 21 sm li radiochiziq vodorod radio spektrida yagona emas. Bular yuqori energetik holatlar ($n=77$ dan $m=76$ ga) orasidagi o'tishlar natijasida ham hosil bo'ladi. Shuningdek, He ham yuqori sathlar orasidan o'tganda radiochiziqlar beradi. Bunday o'tishlar ehtimoli yuqori bo'lsada, ular boshlanadigan sathlardagi atomlar soni kam bo'ladi. Biroq yuqorida ta'kidlaganimizdek ulkan koinot sohalarida qarash chizig'i uzunligi nihoyatda katta bo'lganligi bunday o'tishlar sonining yetarli darajada ko'p bo'lishini ta'minlaydi.

d) Molekular radiochiziqlar. Santimetr va detsimetr diapazonlarda molekular radiochiziqlar borligi ham qayd qilingan. Bu chiziqlar oddiy ikki atomli gidroksiddan (OH) boshlab to murakkab sianodiatsatelin (HC_3N) molekulariga tegishli ekanligi aniqlangan. Yulduzlararo muhitda 371 ta ayrim molekula borligi keltirilganligi aniqlangan. 4.5-jadvalda eng intensiv radiochiziqlar ro'yxati keltirilgan, bular ichida gidroksil chizig'i, ayniqsa ko'p bilim berdi. U yutilish (absorbtsion) va chiqarish (emission) chizig'i sifatida kuzatiladi. Yutilish chizig'i sifatida kuchli radionurlanish manbalari (CasA) spektrida, chiqarish — ionlangan vodoroddan iborat gaz tumanliklar chetlarida kuzatiladi.

Chiqarish chiziqlari nihoyatda ingichka; yutilish chiziqlari esa, aksincha keng bo'ladi. Bu esa manbaning temperaturasi pastligini, o'zi esa kichikligini ko'rsatadi. Gidroksil konsentratsiyasi vodorodnikidan million marta kam.

4.5.-jadval

Molekula	Spektr	Chiziqlar chastotasi, MGs	Molekula, sm
ON	Emissiya absorb	1612,1665,1667,1720	
CN	emiss	4660,4765,6031,6035	
CO	emiss	113501, 113492	15,0
HCN	emiss	115267	19,5
HC3N	emiss	88267	12
NH3	emiss	9098	
H2O	emiss	88267	
HCHO	emiss	88267	
CH3OH	absorb	23694,23722,23870,24139	15,6
	emiss	22235	
		4830,14489	14
		834	15,5

O'ta uzun bazisli radiointerferometriya molekular radionurlanish manbalari nihoyatda kichik ($10-100$ astronomik birlik) bo'lgan bir nechta, ba'zan juda ko'p manbalardan iborat ekanligini ko'rsatdi. Agar qayd qilinayotgan radio oqimni shunday kichik manbachalar sochayapti deb hisoblasak, bu manbachalar temperaturasi $10^{10}-10^{15}$ K ekanligini bilamiz.

Lekin uning nurlanishi to'la qutblangan bo'lib, issiqlik nurlanishi bo'la olmaydi. Bunday xususiyatlarni mazer effekti orqali tushuntirish mumkin. Mazer effekt lazerlarda qo'llaniladigan usulning o'zginasi, faqat bunda atomlar emas, balki molekularlar ishtirok etadi.

e) Yulduzlararo fazoda gaz va chang munosabati. Radioastronomik usulning aniqligi shu darajaga yetdiki, u 0.1 atom/sm³ konsentratsiyaga ega bo'lgan radionurlanish manbalarini ham ko'rishga imkon berdi. Galaktikada gaz va chang bulutlar bir-biri bilan bog'liqmi yoki alohida-alohida kuzatiladimi degan savol tug'iladi.

Kuzatishlarning ko'rsatishicha chang miqdori ko'p bo'lgan, katta komplekslarda (Orion, Savr va Persey) konsentratsiyasi ham yuqori va 10 atom/sm³ ga yetadi. Shu bilan birgalikda nisbatan katta bo'lmagan chang tumanliklarda vodorodda radionurlanish kuchaymaydi. Bu ularda vodorod yo'q degani emas. Chang bulutlarda vodorod molekular (H₂) holatda bo'lishi mumkin va bu 21 sm da radionurlanishning kuchaymasligiga sababchi bo'ladi. Katta komplekslarda tarqoq gaz zichligining chang zichligiga nisbati 100 ga yetadi. Bunday komplekslar kattaligi 40–50 ps atrofidaligini hisobga olsak, bunday komplekslar massasi 20 000 M_⊙ ga yaqinligini topamiz. Globulalarda chang miqdori 0.05 M_⊙ ekanligini yuqorida ko'rgan edik. Endi gazning changga nisbatini hisobga olsak globula massasi 25M_⊙ darajasida bo'lishi kerakligini topamiz.

Shunday qilib, Galaktikada gaz va chang aralashma holda tarqalgan. Bu aralashma yulduzlararo muhitni to'ldirib turadi va uning zichligi Galaktika tekisligida maksimal o'rtacha $1,5 \cdot 10^{-24}$ g/sm³ ga teng. Bunda 3% chang, 70% gaz bo'lib, undan uzoqlashgan sari tez suratlarda bilan kamayib boradi, changni kamayishi gaznikiga qaraganda ikki marta ko'p. Shuningdek, Galaktikada aralashmadan hosil bo'lgan bulutlar ham kuzatilib, ular ichida qaynoq yulduzlar bo'lsa, yorug', diffuz tumanlik shaklida, agar u Galaktikaning bir tomonida bo'lsa, qora tumanliklar shaklida kuzatiladi. Galaktika tekisligi atrofida bulutlar fazoning 4% ni egallaydi. Tumanliklarda modda zichlik $(1 \div 50) \cdot 10^{-24}$ g/sm³.

f) Yulduzlararo fazoda nurlanish va magnit maydonlar. Galaktikada materiyaning energiya shaklida kuzatiladigan yana ikki xil turi mavjud: nurlanish va maydon. Galaktikadagi 200 mlrd yulduzlar uzluksiz ravishda fazoga nurlanish sohib turadi va osmon sahnida ravshanlik hosil qiladi. Shahar ko'chalariga o'xshash chiroqlar qancha ko'p bo'lsa, ko'chalar shuncha oydin bo'ladi. Yulduzlar va ular orasidagi modda qisman plazma holatda va harakatda bo'ladi. Masalan, Galaktika markazi atrofida aylanish plazmada ma'lum kuchlanganlikka ($\sim 7 \cdot 10^{-6}$ Gs) yoki energiya ($1,5 \cdot 10^{-12}$ erg/sm³) (potensial) ga ega magnit maydonlar kuzatiladi. Bundan tashqari, koinotning dastlabki rivojlanish bosqichi bilan bog'liq nurlanish ham mavjud, u relektiv nurlanish (zichligi $0,4 \cdot 10^{-12}$ erg/sm³) deb ataladi. Shuningdek, Galaktikada kosmik nurlar deb ataladigan yuqori energiyali zarralar hosil bo'lib turadi va ular ham ma'lum zichlikka ($\sim 1.6 \cdot 10^{-12}$ erg/sm³) ega.

Yulduzlararo gazning turbulent harakat energiyasi $0,5 \cdot 10^{-12}$ erg/sm³ ga teng. Yuqoridagilarni qo'shib chiqsak, tarqoq energiya zichligi $4,7 \cdot 10^{-12}$ erg/sm³ ga tengligini topamiz. Bunday energiya zichligiga mos keladigan modda zichligini Eynshteyn formulasi yordamida hisoblash mumkin. U $5 \cdot 10^{-33}$ g/sm³ ga teng bo'ladi. Bu Galaktikada modda zichligidan milliard marta kam, lekin koinotdagiga yaqin demakdir. Reliktiv nurlanishning temperaturasi 2.7 K, u bilan birga yulduzlar nurlanishi energiyasi yig'indisining temperaturasi 3.5 K.

4.5. Yulduzlararo moddaning fizik holati va o'zgarishi

Biz yuqorida yulduzlararo materiyaning turli ko'rinishlari va ular hosil qilgan tuzilmalar bilan tanishib chiqdik. Yulduzlararo muhitda modda kam zichlik (10^{-24} erg/sm³) ka ega bo'lsada, muhit o'lchamlarining nihoyatda kattaligi (10^{20} sm) tufayli tarqoq modda Galaktika massasining 8% ni tashkil etadi. Bu yulduzlarda mujassamlangan modda massasidan atigi 10 marta kam demakdir, ya'ni tarqoq modda Galaktikada muhim rol o'ynaydi. Tarqoq modda o'rtacha zichligi $5 \cdot 10^{-12}$ erg/sm³ bo'lgan nuriy va magnit energiya maydonida joylashgan va harakat qiladi. Endi moddaning ana shu maydondagi holatini va harakatini modda bilan maydon orasidagi o'zaro ta'sirlarni ko'rib chiqamiz.

a) Yulduzlararo muhitga joylashgan jismning temperaturasi. Agar birorta jism muhitga kiritilsa, uning temperaturasi ma'lum vaqt o'tgandan keyin muhitnikiga tenglashadi. Bunda agar jismning ichki energiyasi atrof-muhitnikidan ko'p bo'lsa, u o'zining ortiqcha energiyasini muhitga beradi, kam bo'lsa muhitdan oladi, ya'ni jism bilan muhit orasida temperatura muvozanati hosil bo'ladi. Yulduzlararo muhitda o'rtacha yoki to'la nuriy energiya zichligi $\epsilon = 10^{-13} - 10^{-12}$ erg/sm³ ligini hisobga olsak va unga kiritilayotgan jism absolut qora deb hisoblasak, Stefan-Bolsman formulasi $\epsilon = 7,56 \cdot 10^{-15} T^4$ ga ko'ra temperaturani hisoblaymiz va u 1,9 dan 3,4 K ga tengligini topamiz. Biroq yulduzlararo muhitda energiya har xil spektral tarkibda nurlanish sifatida barcha tomondan jismga tushadi. U yuqori energiyali ultrabinafsha fotonlarga boy. Ikkinchidan yulduzlararo muhitdagi zarra absolut qora emas, har xil o'lchamga va shaklga ega. Shuning uchun tarqoq moddaning temperaturasini va u bilan bog'liq bo'lgan boshqa (P) ko'rsatkichlarini hisoblashda nurlanishning spektral tarkibi, zarralarning ko'rsatkichlari hisobga olinadi. Bu mulohazalardan keyin aytish mumkin, yulduzlararo muhitdagi aralashma (chang+gaz)ning chang va gaz tashkil etuvchilari temperaturasi har xil bo'lgani uchun gaz molekullari va atomlari bir-biri bilan to'qnashganda va rekombinatsiya paytida chang zarrasi muvozanatga kelmaguncha uzluksiz ravishda energiya chiqaraveradi. Shuning uchun yulduzlararo muhitdagi changning temperaturasi gaznikidan past bo'ladi. Gaz atomlari va molekullari yulduzlardan kelayotgan nurlanish oqimidan faqat qat'iy ma'lum chastotadagilarini yutadi va chiqaradi. Chang

zarralari esa keng chastotalar oralig'idagi nurlanishning ma'lum qismini yutishi mumkin. Qolgan qismini esa ular qaytaradi yoki sochadi. Moddani har xil spektrga ega manbalar yoritadi va isitadi. Shunday qilib, yulduzlararo muhitdagi tarqoq moddaning temperaturasi va holatini aniqlash uchun unga tushayotgan nurlanishning spektral tarkibini, moddaning energiya yutish va chiqarish xususiyatlarini hisobga olish zarur.

b) Yulduzlararo muhit zarralarining energetik muvozanati. Yulduzlararo muhitda atomlar, ionlar va elektronlarning o'zaro to'qnashishi muhim rol o'ynaydi. Asosan to'qnashish paytida zarralar o'zaro energiya almashinadi. Biroq muhitdagi gazlarning nihoyatda siyrakligi to'qnashishlar sonini kamaytirib yuboradi. To'qnashishlar ikki xil bo'lishi mumkin: yumshoq va qattiq. Qattiq to'qnashishlar paytida zarraning kinetik energiyasi, ya'ni tezligi oshadi. Bunday to'qnashishlar ko'p bo'lganda modda tezroq muvozanatga keladi va unda zarralarning tezliklar bo'yicha taqsimlanishi Maksvell formulasi bilan ifodalanadi.

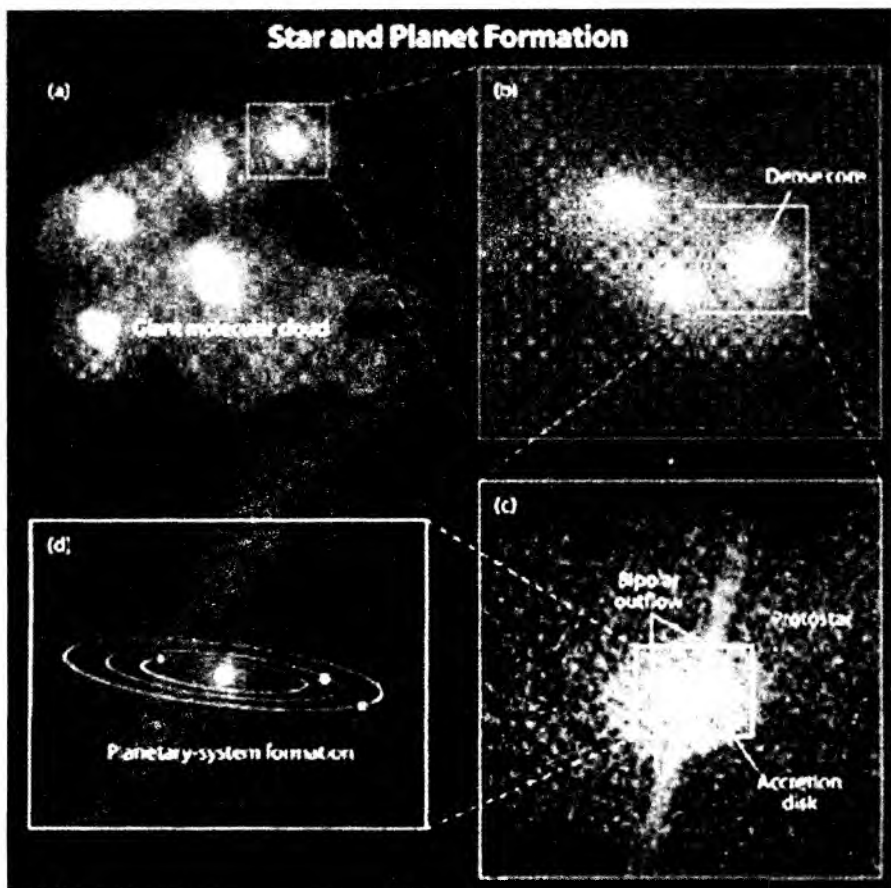
Qaynoq (OB) yulduzlar atrofida ionlangan vodorod (H II) sohasi hosil bo'ladi. Bu sohaning kengligi yulduz temperaturasiga va sohadagi modda zichligiga bog'liq. O yulduzlar atrofida uning radiusi 80 ps gacha yetadi. H II soha tashqarisida neytral vodorod soha mavjud, u cheksiz katta bo'lishi mumkin. Bu ikkala soha orasida modda kondensatsiyalari hosil qiluvchi modda qorishmalari va to'liqlar tarqaladi. H II sohada ionlanish natijasida atomdan ajralgan elektron o'zi bilan ma'lum miqdordagi energiyani olib

ketadi. $h\nu = A + \frac{m_e v^2}{2}$ — yutilgan kvant energiyasining bir qismi ionlantirish (chiqish ishi A) uchun sarf bo'lsa, qolgan qismi $m_e v^2/2$ elektronga kinetik energiya sifatida beriladi. Bu energiya sohaning T sini ko'taradi. Biroq elektron energiyasi u boshqa birorta atom bilan yumshoq to'qnashganda atomning yuqori energetik holatga o'tishga sarf bo'lishi mumkin. Bunday jarayonlar muhitning sovushiga sababchi bo'ladi.

H II sohalarni sovitadigan yana bir jarayon ionlangan kislorod (O II) ni uyg'ongan holatga o'tkazish bilan bog'liq. Yumshoq to'qnashish natijasida OII asosiydan uyg'ongan holatga o'tadi va ma'lum vaqtdan keyin sohani tark etuvchi $\lambda 3727$ kvant chiqaradi.

Bu jarayonlar HII soha temperaturasini 10^4 K gacha ko'taradi, zich H I sohalarda $T \sim 50$ K. Qaynoq yulduzlar misolida yuqorida ko'rib o'tilgan H II va H I sohalaridagi jarayonlar yaqinida qaynoq yulduz bo'lgan diffuz tumanliklarda ham kuzatiladi.

d) Yulduzlararo modda kondensatsiyalari va yulduz hosil bo'lishi. Yuqori temperaturali ($T \geq 10^4$) H II gaz tumanliklar kengaya boshlaydi va H I soha bilan to'qnashib uni siqadi. Natijada H I quyuqma undan esa vodorod+geliy aralashmadan iborat zich bulutlar hosil bo'ladi. Bulut o'z gravitatsiya maydoni ta'sirida siqilaboshlaydi. Quyuqlashayotgan gaz va changdan hosil bo'lgan bulut nurlanishlar uchun notiniqlashadi va soviyboshlaydi. Uning markazida $T \sim 10$ K gacha tushadi. Bunday soviyotgan



4.13-rasm. Ulkan molekular bulutlardan yulduzlar va har bir yulduz atrofida sayyoralar tizimi hosil bo'lish jarayoni modeli.

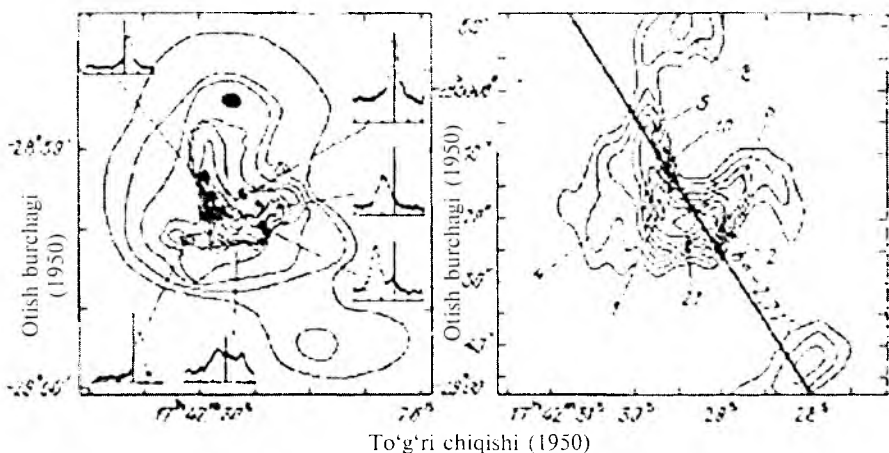
bulut ichida alohida kondensatsiyalar hosil bo'laboshlaydi (4.13-rasm). Ularning har biri siqilaboshlaydi va o'z potensial energiyasini sovishni to'xtatishga, gaz-chang bulutni qizdirishga sarf qiladi. Shunday qilib, yulduz hosil qiluvchi protoyulduz hosil bo'ladi. Odatda, uning diametri bir necha parsekka yetishi (Quyoshnikidan 10^6 marta katta) mumkin. Bunday siqilish fazasidagi protoyulduz juda past (yuzlab K) temperaturaga ega va uni ko'rib bo'lmaydi. Biroq u infraqizil nurlarda kuzatilishi mumkin. Chunki 300 K temperaturagacha qizdirilgan absolut qora jism nurlanishi maksimumi $\lambda = 10$ mkm ga to'g'ri keladi. Gaz+chang bulutdan bunday yo'l bilan yulduz hosil bo'lishi uchun yuz minglab yil kerak bo'ladi. Yulduz darajasiga yetish vaqti protoyulduzning massasiga bog'liq. Massasi ko'p ($10M_{\odot}$) protoyulduzlardan tez (10^4 yil), kam (M_{\odot})laridan sekin (10^5 yil) yulduz hosil bo'ladi. Yulduzlar odatda guruh-guruh tarzda (O va T-assotsiatsiyalar)

hosil bo'ladi. Bu nuqtayi nazardan infraqizil rangi ortiq bo'lgan yulduzlar (quyuq chang bulut ichida joylashgan) alohida qiziqish uyg'otadi. Agar shunday chang bulut ichida qaynoq (O, B) yulduz bo'lsa, u o'z atrofidagi gazni ionlashtiradi va H II soha hosil qiladi. Bu soha o'z nuriy bosimi yordamida chang moddani tashqariga itarib tashlaydi. Yulduz atrofida chang qobiq hosil bo'ladi, ularni birgalikda «pillali yulduz» deyiladi (pilla va qurt singari). Hosil bo'lgan qaynoq yulduz atrofidagi gaz+chang qobiqdan yana yangi yulduzlar hosil bo'lishi mumkin. Kengayayotgan HII soha ta'sirida zichlashayotgan qobiqdagi neytral vodorod atomlari changehalar va molekullarni o'z atrofida to'playdi va yangi siqilish markazlari hosil bo'ladi. Agar dastlabki gaz-chang bulut massasi $10^3-10^{4.5} M_{\odot}$ bo'lsa, undan qator yulduz turkumlari, assotsiatsiyalar to'dalari hosil bo'lishi mumkin.

Siqilayotgan gaz bulut infraqizil nurlanish sohadir. Bunday protoyulduzlarda mazer effekti ishga tushib, siqilish natijasida hosil bo'lgan energiyani uning ichki qatorlaridan chiqishiga yo'l ochadi, protoyulduz soviydi va siqilish tezlashadi. Bu jarayon yulduz markazida $T \sim 14 \cdot 10^6$ K ga yaqinlashguncha davom etadi va undan yadro reaksiyalari boshlanib ketadi. T ko'tarilgach bosim kuchi bilan siqilish kuchi tenglashadi va yulduzning siqilishi to'xtaydi.

Hozirgi paytda osmonda yulduz hosil qilayotgan bir necha agregatlarni kuzatish mumkin. Shulardan biri Orion tumanligidir. Bu trapetsiya shaklidagi to'rtta qaynoq O-B yulduzni o'rab turuvchi ulkan HII soha bilan biz yuqoridagi, diffuz tumanliklarda tanishgan edik. Trapetsiyaning shimolida (bir yoy minut uzoqlikda) infraqizil manbalar to'dasi bo'lib, to'da molekular bulut bilan ustma-ust tushadi. Infraqizil manbalarning temperaturasi 530 K. Molekular bulut ichida 7 tadan ko'p manba bor. Ikon chituvchining ρ -si (ρ Ophiuchi) yaqinidagi murakkab qora chang bulut ichida 67 ta nuqtasimon infraqizil nurlanish manbayi borligi aniqlangan. Bu qora tumanlikda 1 ps^3 hajmda 20 ga yaqin manba qayd qilingan. Shu munosabat bilan Hulkarda 1 ps^3 ga 6 ta yulduz to'g'ri keladi. ρ Oph da kuzatibodigan bu manbalarning bir qismi aslida yaqinda tug'ilgan (10^4-10^5 yil) yulduzlar bo'lishi kerak, qolganlari (massasi kamlari) hali protoyulduz holatdadir. Shunday qilib, yulduzlar gaz+chang bulutlar ichida hosil bo'ladi. Bulut ichida hosil bo'lgan har bir (yoki bitta) qaynoq (O, B) yulduz o'z atrofidagi moddaga nur ta'sir ko'rsatadi va yana bir necha yulduz hosil bo'lishiga asos solinadi. Yangi hosil bo'layotgan bu qaynoq yulduzlar o'z navbatida atrofda moddada yangi protoyulduzlar hosil qiladi. Bu jarayon bulut bo'ylab tarqaladi hamda yosh yulduzlar (O, T-assotsiatsiya) guruhlari va to'dani hosil bo'ladi.

e) Galaktikaning markaziy qismlarida gaz. Galaktikaning markaziga yaqinlashgan sari qarash chizig'ini kesib o'tadigan chang bulutlar soni ko'paya boradi va ularning orqasidagi yulduzlar va diffuz tumanliklar nuri chang bulutlarda yutilishi (30^m gacha) natijasida ko'rinmaydilar. XX asrning ikkinchi yarmida radio, infraqizil va rentgen astronomiyaning rivojlanishi tufayli Galaktika markazini kuzatish va o'rganish imkoniyaati tug'ildi.



4.14-rasm. Galaktika markazining infraqizil (chapda) va radio diapazon (6 sm)da (o'ngda) izointensivlik xaritasi (SgrA). Infraqizil xarita chetlarida nuqtasimon manbalarning [Ne II] chizig'i nurida kesimlari keltirilgan.

Infraqizil va radiokuzatishlar Galaktika markazi yaqinida bir necha HII sohaga ega quyuq markazlarni ko'rsatdi. Eng kuchli manbalarga Qavs A (Sgr A) va Qavs B (Sgr B) (4.14-rasm) nom berildi (Galaktika markazi Qavs turkumida joylashgan). Sgr A to'ppa to'g'ri markazida joylashgan. Uning o'rtasida nuqtasimon infraqizil manba IRS-16 joylashgan. Radiodiapazonda u Sgr A-West deb ataladi. U kichik maydonchada kuzatiladigan 14 ta nuqtasimon radiomanbaning biri bo'lib, uning ko'ndalang kesimi < 10 a.b. va IRS-16 Galaktika markazi. Uning atrofida, undan 1.5 ps uzoqlikkacha, 10^7 ta yulduz joylashgan. Ya'ni Galaktika markazida yulduz konsentratsiyasi Quyosh atrofidadigan million marta kattadir. IRS-16 (radioxaritada I) o'tayuqori massaga ega qora o'ra bo'lishi kerak. IRS-16 spektrning infraqizil (12–13 mkm) qismida [Ne II], [Ar II] va [Ar III] ionlarning taqiqlangan chiziqlari kuzatiladi. [Ar III] chizig'i [Ar II] nikiga nisbatan kuchsizroq, demak $T \leq 35\ 000$ K. Bu chiziqlarni hosil qiladigan manba qaynoq yulduz bo'lsa, ular ko'p (100 dan ortiq) bo'lishi kerak. Bunday manba bitta juda katta massaga ega qora o'ra bo'lishi ham mumkin.

Galaktika markazining rentgen tasviri infraqizil yoki radio «tasvir» singari yaqqol ko'zga tashlanmaydi, u boshqa rentgen manbalar singaridir. Gamma nurlanish ham aniq emas.

Sgr A da nuqtasimon manbalar bilan bir qatorda Galaktika o'zagidan ko'tarilgan ulkan (50 ps) gumbazsimon va Galaktika tekisligidan shimolga tomon 200 ps masofagacha o'tilib chiqqan tuzilmalar kuzatilgan.

Galaktika markazi atrofida (Sgr A, B...) molekular (SO) nurlanish sohadadi. Bunday nurlanish izofot xaritalari uzoq infraqizil diapazon (40–350 mkm) va 6 sm radionurlanish xaritalari bilan ustma-ust mos tushishi aniqlandi.



4.15-rasm. Rentgen nurlarda Somon yo'lining Galaktika markazidan $\pm 90^\circ$ ikkala tomoni ko'rinishi.

Yerning HEAO-1, EXOSAT (1984-y.) nomli sun'iy yo'ldoshlariga o'rnatilgan rentgen teleskoplar yordamida Galaktikaning rentgen xaritasi olindi. Xaritada Somon Yo'lining Galaktika markazi tomondagi qismi kengligi 10° va undan chetda 2° gacha torayishini ko'rish mumkin. Xaritada ko'plab nuqtasimon rentgen nurlanish manbalari topilgan.

Ular qaynoq yulduzlar bilan bog'liq. Nuqtalar orasidagi diffuz rentgen nurlanishni tushuntirish muammo bo'lib qolmoqda.

Galaktikada gaz uning spiral tarmoqlari (yenglari) bo'ylab yupqa qatlamda joylashgan va u tarmoq bo'ylab markazdan chetga tomon oqadi. Tarmoqda gaz zichligi atrofdagidan o'n marta ko'p. Gaz zichligi Galaktika tekisligida maksimal qiymatda bo'lib, undan ikkala tomonga uzoqlashgan sari kamayib bormoqda. Chegarasida zichlik 2 marta kamaygan, qatlamning kengligi $75 \div 125$ ps. Tarmoq bo'ylab oqayotgan gazning tezligi Galaktika markazi yaqinida 200 km/s, unga yaqin joylashgan birinchi 3 kps li tarmoqda 50 km/s va eng chetgi to'rtinchi (Persey) tarmoqda 7 km/s ga teng. Spiral tarmoqlar yulduzlarning joylashishida ham kuzatiladi. Yosh yulduzlar spiral tarmoqlar bo'ylab joylashgan.

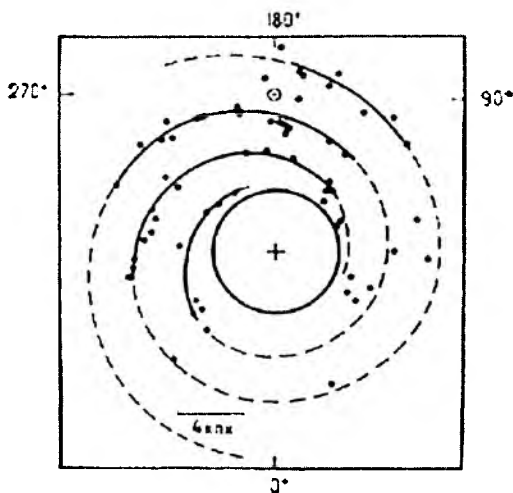
Bu natijalar ham yulduzlar gaz + chang bulutidan hosil bo'lgan degan xulosaga olib keladi. Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, Galaktika markazidan tashqariga qarab yo'nalgan modda oqimi mavjud va bu oqim spiral tarmoqlar bo'ylab yo'nalgan.

4.6. Galaktikaning tuzilishi va tarkibi

Galaktika markazida diametri 1 parsek bo'lgan o'zakcha joylashgan. Unda yulduz zichligi 10^6 $1/\text{ps}^3$. O'zakcha ichida kuchli radio va infraqizil nurlanish sohadigan yulduzsimon obyekt (diametri < 10 a.b. o'ta katta massaga ega bo'lgan qora o'ra) joylashgan bo'lishi mumkin. O'zakcha ellips shaklidagi (15×30 ps) o'zak ichida joylashgan. O'zakni diametri 1600 ps bo'lgan gaz disk o'rab turadi. O'zak atrofining kattaligi 4.8×3.1 kps bo'lgan markaziy quyuqma o'rab turadi. Osmonda u $28^\circ \times 18^\circ$ kattalikda Aqrab va Qavs yulduz turkumlarida ko'rinadi. U asosan qizil gigant va karlik yulduzlardan iborat. Markaziy quyuqmada 200 km/s tezlik bilan kengayayotgan zich gaz oqimlari kuzatiladi. Spiral tarmoqlar ana shu markaziy quyuqmadan boshlanadi.

Galaktika to'rtta spiral tarmoqqa ega: birinchi tarmoqning o'rtacha radiusi 3 kps. U ionlangan vodoroddan tarkib topgan va bu tarmoq 50 km/s tezlik bilan kengaymoqda; ikkinchi tarmoq Galaktika markazidan 6—7 kps masofada joylashgan va u neytral vodoroddan va ko'plab qaynoq (O va B sinf)

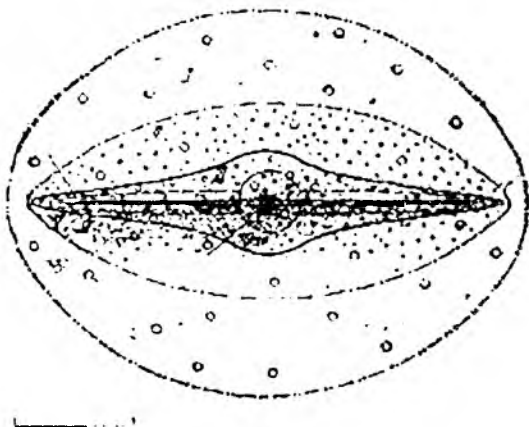
yulduzlardan iborat. Bu tarmoq Qavs yulduz turkumidan o'tkanligi uchun Qavs yengi deb ataladi; uchinchi tarmoq (Orion engi) neytral vodород va havorang-oq yulduzlardan tarkib topgan. Uning kengligi 2—3 kps, Quyosh o'z sayyoralar tizimi bilan ana shu tarmoq a'zosi hisoblanadi. Uning chetlarida Galaktika markazidan 10 kps uzoqlikda joylashgan; to'rtinchi tarmoq (Persey yengi) Galaktikani eng tashqi tarmog'i uning tashqi chegarasi 15 kps masofagacha yetadi. Tarmoqlar ichidagi yulduzlar qaynoq va yosh bo'lib, tarmoqning tashqarisida nisbatan past temperaturali keksa yulduzlar kuzatiladi.



4.16-rasm. Vodород gazining taqsimlanishi bo'yicha Galaktikaning spiral ko'rinishi (yoysimon kesmalar). III sohalar: kvadratlilar (radioda), aylanchalar (optikada), to'g'ri to'rtburchaklar (21 sm da).

Har xil fizik xususiyatga ega yulduzlarning osmonda joylashishiga ko'ra ular Galaktikaning tekisligidan har xil balandlik (z)da joylashgan beshta tashkil etuvchiga bo'linadi (4.17-rasm). Birinchi — sferik tashkil etuvchi bo'lib, unga RR-Lir (Liraning RR i) singari yulduzlar va sharsimon yulduz to'dalari kiradi. Bular Galaktika tekisligidan eng chetlarda ham kuzatiladi. Bu yulduzlar keksa, sovuq, qizil gigant yulduzlar bo'lib, Galaktika tekisligidan chiqib fazoga sochilib ketgan.

Ikkinchi oraliq sferik tashkil etuvchi bo'lib, unga katta fazoviy tezlikka ega A va F sinfga mansub yulduzlar, uzun davrli o'zgaruvchan yulduzlar kiradi. Uchinchi oraliq diskimon bo'lib, unga bosh ketma-ketlik yulduzlarning asosiy qismi Quyosh, yangi yulduzlar va planetar tumanliklar, qizil gigantlar



4.17-rasm. Galaktikani tashkil etuvchilari: I — sferik tashkil etuvchi yoki galo (toj), II — oraliq sferik tashkil etuvchi, III — gardish (disk), IV — keksa yassi tashkil etuvchi, V — yosh tashkil etuvchi.

kiradi. To'rtinchi eski yassi oraliq tizim bo'lib, unga A sinfga mansub yulduzlar, uzun davrli sefidlar, tarqoq yulduz to'dalari kiradi. Beshinchi yosh oraliq tizim bo'lib, unga O va B sinfga mansub qaynoq va Savrning T-si singari yulduzlar, gaz va chang bulutlar (molekular bulutlar) kiradi. Bu tashkil etuvchilar bir-birlaridan og'ir atomlar miqdori bilan farq qiladi. Masalan, sferik tashkil etuvchi (1) yulduzlarida metallar miqdori yosh yassiga (5) kiradigan yulduzlardan 100 martagacha kichik. Sferik tashkil etuvchi yulduzlari yosh yassi yulduzlaridan 100 marta keksa.

Galaktika tashkil etuvchilarining ayrim fizik ko'rsatkichlari 4.6-jadvalda keltirilgan.

4.6-jadval

Oraliq tizim	Balandlik shkalasi β , ps.	Og'ir elementlar nisbiy massasi, %	Baholangan yoshi, mlrd yil
Sferik	2 000	0.1 ÷ 0.5	13
Oraliq sferik	700	1	7—12
Oraliq, disk	350	2	2—7
Yassi, eski	160	3	0.1—1.5
Yosh, yassi	100	4	0.1

Yuqoridagilarga asosan, yulduzlar Galaktika tekisligidagi gaz+chang bulutdan hosil bo'ladi va asta-sekin uni tark etadi, degan xulosaga kelish mumkin. Keksaygan sari ularning kimyoviy tarkibi ham o'zgarib boradi. Galaktika tekisligini tark etgan yulduzlarning fazoviy tezliklari ham o'zgaradi. Dastlabki tekshiruvchilar sferik tashkil etuvchi yulduzlarning fazoviy Quyoshga nisbatan tezliklari katta (70 km/s) bo'lgani uchun ularni chopqirlar deb atashgan. Hatto buyuk olim Ya. Oort (Gollandiya) bu yulduzlar Galaktikaga tashqaridan kirgan deb aytgan. Keyinchalik bu «chopqir»lar aslida Galaktikada eng sekin harakatlanadigan yulduzlar ekanligi aniqlandi.

Gap shundaki, Galaktika o'z markazidan o'tuvchi tekisligiga tik joylashgan o'q atrofida aylanadi. Galaktika massasining asosiy qismi uning o'zagida joylashgan. O'zakdan tashqaridagi yulduzlar uning atrofida Kepler qonunlariga bo'y so'ngan holda aylanishlari kerak. Bunday aylanma harakati burchak tezligi

$$\omega = \frac{1}{r^{3/2}} \quad \text{va orbital tezligi } v = \omega r = \frac{1}{\sqrt{r}}.$$

Biroq tekshirishlarning ko'rsatishicha, tezlikning masofa bo'yicha kamayishi bu bog'lanishga qaraganda sekinroq ro'y beradi. Aylanma harakatning chiziqli tezligi v markazdan uzoqlashgan sari orta boradi va quyosh yaqinida maksimal qiymat 250 km/s ga yetadi va undan keyin sekin kamayiboradi. Demak Galaktikada massani taqsimlanishi gravitatsion maydondagidan farq qiladi. Galaktika o'zagida massaning 80% joylashgan, qolgan qismi esa butun Galaktika hajmi bo'ylab bir tekis taqsimlangan. Chunki Galaktika o'zagidan tashqariga yo'nalgan zich gaz oqimi oqib turadi.

«Chopqir»lar Galaktika markazi atrofida fazoga sochilgan. Ularni aylanma tezligi kichik. Quyosh Galaktika markazi atrofida tez (250 km/s) aylangani uchun ular Quyoshga nisbatan tez harakat qilayotganga o'xshab ko'rinadi.

5-b o b

GALAKTIKALAR VA METAGALAKTIKA

5.1. Galaktikadan tashqi obyektlar

Yulduzlar osmonida kichkina yorug' bulutchasimon tumanliklar borligi qadimdan ma'lum. Andromeda yulduz turkumidagi tumanlik ko'zga yaqqol ko'rinadi va bu to'g'rida melodiy 960-yilda As-Sufi yozib qoldirgan. 1610-yildan boshlab astronomik kuzatishlarga teleskopning qo'llanilishi bunday yorug' tumansimon bulutchalarni ko'plab topishga imkon berdi. 1781-yilda fransuz astronomi Sharl Mes'e (1730—1817) birinchi marta 108 ta tumanchaning ro'yxatini tuzdi. Bu tumanchalar yulduzlarga nisbatan qo'zg'almas. Bu ro'yxat (jadval)da tumanchalar M1, M2,... tarzda belgilangan. M1-Qisqichbaqasimon, M31-Andromeda tumanligidir. Bu belgilash hozir ham qo'llaniladi. XVIII—XIX asrda ingliz olimlari ota-bola Vilyam va Jeys Gershellar kuchli teleskoplar qo'llab tumanliklar ro'yxatini 5079 taga yetkazdilar.

Spektral tahlil kashf etilgach 1864-yilda ingliz astronomi U. Xyoggins (1824—1910) tumanliklar spektrini tekshirdi va ayrim tumanliklar spektri qaynoq gazlarnikiga o'xshash emission chiziqlardan, boshqalariniki esa yulduzlarnikiga o'xshash qora chiziqlar bilan kesilgan tutash spektrdan iborat ekanligi aniqlandi. Shuningdek, yulduz to'dalari spektri ham qora chiziqlar bilan kesilgan tutash spektrga ega ekanligi aniqlandi. Biroq spektri yulduzlarnikiga o'xshash tumanliklar yulduzlardan tarkib topganligi uzoq vaqt tan olinmadi.

1912-yilda Garvard (AQSH) rasadxonasi astronomi Xenriyetta. S. Levitt (1868—1921) Kichik Magellan Bulutida 25 ta uzun davrli Sefeid topdi va ular uchun «davr-yulduziy kattalik» bog'lanishini kashf etdi va daniyalik astronom Eynar Gersshprung (1873—1967) bu bog'lanishning hisob boshini aniqladi va natijada u «davr-yorqinlik (absolut kattalik)» ko'rinishiga aylantirdi. Hisob boshini aniqlash masalasi muammoli masaladir. 1922—23-yy. da Edvin P. Xabbl (1889—1953) (AQSh) qator tumanliklar (M31, M33, NGC 6822)da sefeidlar topdi va ular uchun «davr-yorug'lik» bog'lanishni tuzdi.

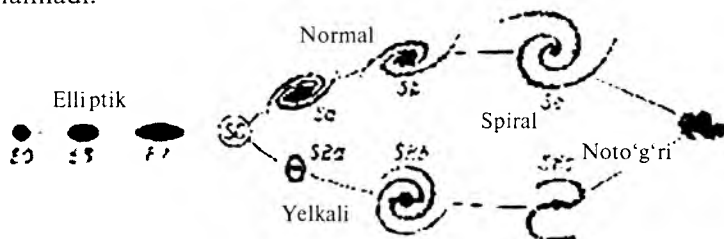
Xabbl M31 sefeidlarining pulsatsiyalanish davri bilan yorug'ligi orasidagi bog'lanish Magellan bulutidagilarnikiga o'xshashligini va ularning yorqinligi (M) bizning Galaktikadagi sefiyeidlarnikiga tengligini aniqladi. Bu birinchi bor qator galaktikalar uchun masofa modeli (M-m) ning aniq qiymatini topishga va ular masofasi (r) ni hisoblashga imkon berdi. M31 ning uzoqligi 900000, M33 niki 850000 yorug'lik yiliga tengligi topildi, ya'ni bu tumanliklar bizning Galaktikadan tashqarida joylashganligi aniqlandi.

Shunday qilib, yulduzlarnikiga o'xshash spektrga ega tumanliklar (M31, M33 va boshqalar) Galaktikaga o'xshash yulduz tizimlari ekanligi kashf etildi. Ularni ham galaktikalar deb atala boshlandi. Biroq M31 Andromeda tumanligi deb ham ataladi.

Tumanliklarning bir necha jadvallari (kataloglari) tuzilgan. Birinchisini Sh. Mes'e, ikkinchisini katalogni V. Gershel (GC- «jeneral katalog» ya'ni bosh katalog), uchinchisini 1888-yilda Yoxan L. Dreyer (1852—1926) (NGC-nyu jeneral katalog, ya'ni yangi bosh katalog) tuzgan. Bu katalog 7840 ta tumanlikni o'z ichiga oladi va undagi tumanlik nomeri oldiga NGC qo'shib yuritiladi.

5.2. Galaktikalarni sinflarga ajratish

Kuzatishlarda qo'llanilayotgan teleskoplarning optik kuchi va sifati oshgan sari galaktikalar suratining aniqligi orta bordi. Ular har xil ko'rinishga ega ekanligi aniqlandi. 1926-yilda E. Xabbl birinchi bor galaktikalarni uchta asosiy sinflarga ajratdi: elliptik (E), spiral (S) va noto'g'ri (I). Hozirgi paytda ham shu asosiy sinflar amalda va ular oraliq sinflarga ajratilgan holda qo'llaniladi.



5.1-rasm. Galaktikalarning shakllariga ko'ra bir-biri bilan bog'lab tuzilgan sinflari.

Elliptik galaktikalar aylana yoki ellips gardishcha ko'rinishga ega, ravshanligi gardishcha markazidan cheti tomon asta-sekin kamayib boradi. Ichki tuzilishda hech qanday mayda struktura kuzatilmaydi (5.1-rasm). Bunday elliptik galaktikalar ko'rinma siqirligi (ϵ) ga ko'ra 8 oraliq sinfga bo'linadi, E0 dan E7 gacha: $\epsilon = \frac{a-b}{a}$, a va b — elliptik galaktikaning katta va kichik yarim o'qlari.

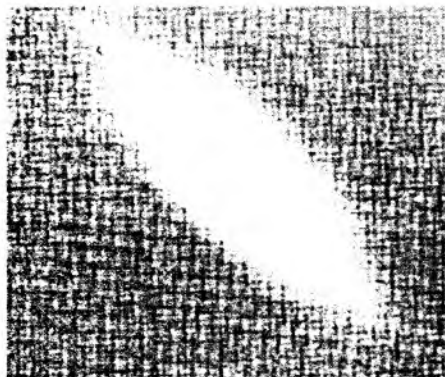
Spiral galaktikalar o'zakdan boshlanadigan bir necha spiralsimon tarmoq yoki yenglarga ega. Oddiy spiral galaktikalar (S) da spirallar to'ppa-to'g'ri o'zakdan boshlanadi. O'zagi ko'ndalang tasma bilan kesilgan yoki unda yelkasimon qism bor spiral galaktika (SB) larda ikkita tarmoq (yeng) bo'lib, ular yelkadan boshlanadi.

Spirallarning rivojlanganligiga ko'ra bir necha turlari (Sa, Sb, Sc va SBa, SBb, SBc) mavjud (5.1-rasm). Sa galaktikalarda modda asosan o'zakda, spirallar yaxshi rivojlanmagan, Sb-larda moddaning yarmi spirallarda, Sc-larda esa galaktika moddasining hammasi spirallar bo'ylab tarqalgan. M31

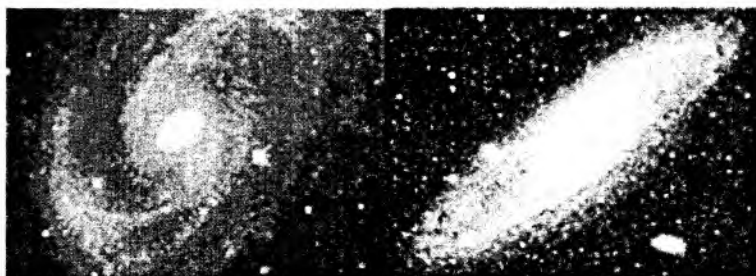
yoki Andromeda tumanligi va NGC 1300 (5.3-rasm) spiral galaktikalardir. M31-Sa va NGC 1300 Sb sinfga kiradi. Bizning Galaktika M31 ga o'xshash spiral galaktikadir.

Elliptik va spiral galaktikalar orasida linzasimon (S0) galaktikalar bor. E tipidagi galaktikalar singari ularda aniq ichki struktura kuza-tilmaydi, biroq ravshanlik markazidan chetga tomon sakrab o'zgaradi. Bunday galaktika cho'zinchoq o'zak va uni o'rab turuvchi xira halqadan iborat.

Aniq o'zak va aylanma simmetrik qanotga ega bo'lmagan galaktikalar noto'g'ri (Ir) galaktikalar deb atalib, ularga Katta va Kichik Magelan



5.2-rasm. Ellip tik galaktika 3115 (E7).



5.3-rasm. Spiral galaktikalar: Sentavr yulduz turkumida ko'rinadigan NGC 4603(a) va Andromeda tumanligi (b).

Bulutlar misol bo'laoladi. Ir — galaktikalar turiga pekulyar, ya'ni ma'lum xususiyatga (disksimon, halqasimon) ega bo'lmagan asimmetrik galaktikalar kiradi. Bir-biri bilan o'zaro bog'langan galaktikalar ham mavjud. Bunday galaktikalar NGCda soni 1765 ta. Ular, odatda qo'shaloq bo'lib bir-birlari bilan ulangan. Barcha galaktikalarning taxminan 25% elliptik (E), 50% — spiral (S) va 20 % — linzasimon (S0) va 5 % — noto'g'ri (Ir) galaktikalardir.



5.4-rasm. Bir-biri bilan bog'langan galaktikalar M51.

5.3. Galaktikalarning uzoqligini o'lchash usullari

Hozirgi paytda galaktikalargacha bo'lgan masofani aniqlashning o'ndan ortiq usuli ishlab chiqilgan. Ular orasida eng ishonchlilari quyidagilar:

a) Sefeidlar usuli. Bu usul uzun davrli sefeidlarda pulsatsiyalanish davri bilan yorqinlik (M) orasidagi bog'lanishga asoslangan. Bu bog'lanishga ko'ra davri 40 kundan uzun sefeidlarning fotografik absolut kattaligi — 6^m ga yetadi. Agar yorug'lik maksimumida sefeidning ko'rinma yulduz kattaligi m_{\max} bo'lsa, absolut kattaligini hisoblash formulasidan masofani hisoblash uchun quyidagi formulani topamiz $r = 10^{1-0.2(M-m)} = 300 \cdot 10^{0.2m}$ ps. Bunday yorug' sefeidlarni Galaktika atrofida joylashgan 30 dan ortiq galaktikalarda kuzatish mumkin, demak, ularning uzoqligini aniqlash mumkin.

b) Yangi va o'tayangi yulduzlar usuli. Yangi yulduzlarning maksimum-da yorqinligi qancha yuqori bo'lsa, undan keyin yorqinlik shuncha tez pasayadi. Yorug'likni maksimumdan keyin pamayish sur'ati bilan maksimumdagi qiymati orasida bog'lanish ($M_{v,\max} = -11.75^m + 2.5 \lg t_3$, bunda t_3 — yorug'ligini maksimumdan keyin uch birlikka kamayishi uchun ketgan vaqt, kunlarda) mavjud. Yangi yorug'ligining katayish sur'atini o'lchab uni maksimumda absolut kattaligini hisoblash, demak ($m-M$) ni topish va r -ni hisoblash mumkin.

I tip o'tayangi yulduzlar yorug'lik maksimumida o'rtacha $M_v = -18.7^m$, II tipdagilar $M_v = -16.3^m$ yulduziy kattalikka ega. Bu o'tayangilarni ulkan masofalarda joylashgan galaktikalarda kuzatish uchun yetarli demakdir. Agar birorta galaktikada o'tayangi kuzatilsa va uning yorug'ligini (m) o'zgarish egri chizug'idan va spektridan uning tipini (I yoki II), demak (M) absolut kattaligi va ($m-M$) masofa moduli aniqlanishi mumkin.

d) Eng yorug' yulduzlar usuli. Galaktikada eng ko'p yorug'lik kuchi (yorqinlikka) ga ega bo'lgan yulduzning absolut kattaligi $M = -18.7^m$. Magellan Bulutlari, M31, M33 larda ham eng kuchli yulduzning absolut kattaligi shunday. Demak, masofasi noma'lum galaktikalardagi eng kuchli yulduzning absolut kattaligi ($M = -18.7^m$) bo'lgani uchun, uning yorug'ligi m o'lchanib ($m-M$) ni topish mumkin.

e) HII sohalarini kuzatish usuli. Ko'plab yaqin galaktikalarda qaynoq yulduzlar (O, B) atrofida ionlashgan vodorod (HII) sohalarini kuzatish va ularning burchak kattaligini o'lchash mumkin. M33 da 369 ta bunday sohalar kuzatilgan. HII sohaning kengligi yulduzning spektral sinfiga bog'liq. Bunday bog'lanish bizning Galaktikadagi shunday yulduzlarni tekshirishdan aniqlangan (masalan, O sinfga mansub yulduz atrofidagi HII soha kengligi 60 parsek). Agar HII soha ichidagi yulduzning spektral sinfi va HII sohani burchakiy kengligi o'lchangan bo'lsa, masofani hisoblash qiyin emas. Bunday usul bilan o'lchangan masofa boshqa usullar bilan o'lchangan masofalarga tengligi isbotlangan.

Uzoq galaktikalar masofasini o'lchashning eng samarali va aniq usuli ular spektrida chiziqlarning qizilga siljishini o'lchashga asoslangan. Bu usulga keyinroq to'xtalamiz.

5.4. Galaktikalarning fazoda taqsimlanishi

1934-yilgacha E. Xabbl Maunt-Vilson observatoriyasining 2.5 metrli teleskopida osmonning 1283 ta bir xil kattalikka ($1^\circ \times 1^\circ$) ega maydonchalaridagi yorug'ligi 20^m kattalikkacha bo'lgan galaktikalarni sanab chiqdi. Natijada osmonning ixtiyoriy yo'nalishda joylashgan bir kvadrat gradus maydonchasida o'rtacha 131 ta galaktika kuzatish mumkinligi topildi. Demak, galaktikalar osmon sferasi bo'ylab bir xil taqsimlangan.

Osmon sferasi 41253 kvadrat gradus yuzaga ega va yorug'ligi 20^m gacha bo'lgan galaktikalarning umumiy soni 5.4 mln ta. Diametri 2.5 metr bo'lgan teleskopda shuncha galaktika kuzatiladi.

Berilgan m yorug'likdagi galaktikaning absolut kattaligi (M) va uzoqligi (masofasi) $M = m + 5 - 5 \lg r$ formula orqali bog'langan. Bu formulani $r = 10^{0.2m} \cdot 10^{1-0.2M}$ shaklda qayta yozish mumkin. Faraz qilaylik, r radiusli sfera ichidagi barcha galaktikalar bir xil yorqinlikka, demak, absolut kattalik (M)ka ega va bir tekis joylashgan bo'lsin. U holda m -kattalikkacha bo'lgan galaktikalar soni $N(m) \sim r^3$ bo'ladi. Bu yerga r uchun yozilgan yuqoridagi munosabatni qo'ysak $N(m) \sim r^3 \approx 10^{0.6m} \cdot 10^{3(1-0.2M)}$. Bunday munosabatni $m+1$ -kattalikkacha bo'lgan galaktikalarga nisbatan yozish

mumkin. U holda $\frac{N(m+1)}{N(m)} = \frac{10^{0.6(m+1)}}{10^{0.6m}} = 10^{0.6} = 3.98$. Chunki $10^{3(1-0.2M)}$, m va $m+1$ galaktikalar uchun bir xil. Bu formuladan $m = 24^m$ gacha galaktika-
lar sonini $1.4 \cdot 10^9$ topamiz.

Galaktikalarning fazoda taqsimlanishini birinchi bor tekshirgan E. Xabbl bu munosabat to'g'riligini topdi, ya'ni galaktikalar koinotda bir tekis joylashgan.

Keyinchalik bajarilgan tekshirishlar galaktikalar ham yulduzlar singari guruhlar va to'dalar hosil qilishini ko'rsatdi. Ular o'nlabdan, o'n minglabgacha galaktikadan tarkib topgani aniqlandi. Bizning Galaktika o'z atrofidagi 13 ta yo'ldosh galaktika (Magellan Bulutlar shu jumladan) bilan birgalikda bitta oilani tashkil etadi. Andromeda tumanligi (M31) ni ham o'ndan ortiq galaktika o'rab turadi.

Galaktika bilan M31 oilasi (ular orasidagi masofa 0.5 Mps) a'zolari va ular orasidagi galaktikalar (jami 35 ta galaktika) mahalliy tizim deb ataladigan guruhni tashkil etadi. Tizim diametri 3 Mps. Yuzlab va minglab galaktikalardan tuzilgan tizim to'da deb ataladi. To'daning o'rtacha diametri 8 Mps. Bizga eng yaqin to'da Sumbula yulduz turkumi tomonda kuzatiladi. Ungacha masofa 12 Mps. Eng katta to'da bizdan 70 Mps uzoqlikda joylashgan Veronika sochlari deb ataladigan yulduz turkumidir. 40 000 ta galaktika bor. Hozirgacha hammasi bo'lib 4000 ta galaktika to'dalari topilgan.

Galaktika to'dalari o'z navbatida o'ta katta to'da, o'tato'da hosil qiladi. Bunday o'ta to'daning ko'ndalang kesimi 50—150 Mps. Hozircha bunday 10 ga yaqin o'tato'da topilgan. O'tato'dalar cho'zinchoq yoki zanjir shaklga ega. Shunday cho'zinchoq to'daga bizning Galaktikaga kiradigan va markazi

Sumbula yulduz turkumi tomonda kuzatiladigan o'tato'da misol bo'laoladi. O'tato'dalar orasida «bo'shliqlar» ham mavjud. Masalan, Persey yulduz turkumi yo'nalishida uzunligi $24 \div 80$ Mps bo'lgan «"bo'shliq» bor, unda galaktika kuzatilmaydi. Biroq bunday bo'shliqlar Koinot o'lchamlari (4000 Mps dan katta) bilan solishtirilganda kichik. Shuning uchun Koinotda galaktikalar bir tekis joylashgan deb hisoblasa bo'ladi.

5.5. Galaktikalar spektrida (chiziqlarning) qizilga siljishi va Xabbl qonuni

Galaktikalar uzoq va qo'zg'almas manbalar deb hisoblab, ularga nisbatan Quyoshning harakat tezligini o'lchash maqsadida 1912-yilda Amerika astronomii Vesto M. Slayfer (1875—1969) spiral tumanliklar (galaktikalar) ning nuriy tezligini o'lchashga kirishdi. 41 ta o'lchangan tumanlikdan 36 tasining spektrida chiziqlar qizil tomon $\Delta\lambda$ ga siljiganligini aniqladi. Bunday siljish ($\Delta\lambda$) ni doppler effekti bilan tushuntirish tabiiy bo'lgani sababli $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v_r}{c} = z$, Slayfer bu tumanliklar kuzatuvchidan minglab km/s tezlik bilan uzoqlashmoqda degan xulosaga keldi (Quyoshning Galaktika markazi atrofida aylanish tezligi 250 km/s). Yuqorida aytganimizdek, 1923-yilda E. Xabbl galaktikalarning uzoqligini o'lchab, galaktikalarning uzoqlashish tezligi bilan ular orasidagi masofada o'zaro bog'lanish borligini tekshirdi. 1929-yilda E. Xabbl 36 ta galaktika spektrida chiziqlarning qizilga siljishiga va ularning o'zi o'lchagan masofalariga asoslanib

$$v_r = cZ = Hr$$

bog'lanishni topdi. Bu yerda, H — Xabbl doimiysi, uning bugungi kundagi qiymati ($72 \div 3$) km/s Mps; r — galaktikaning uzoqligi; Mps-larda. Bu bog'lanishga ko'ra galaktika bizdan qancha uzoqda bo'lsa, uning uzoqlashish tezligi (v) shuncha katta bo'ladi. Shunday qilib, $r = \frac{c}{H} \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{c}{H} z$ yoki $rH = cZ$.

Endi absolut kattalik formulasidan quyidagini topamiz:

$$m = [M - 5 - 5 \cdot \lg H] + 5 \lg cZ.$$

Ya'ni m bilan cZ logarifmik bog'lanishga ega. 5.5-rasmda $\lg(cZ)$ bilan ko'rinma yulduziy kattalik m orasidagi bog'lanish tasvirlangan. Hozirgi kungacha 1500 dan ortiq galaktikaning qizilga siljishi aniqlangan. Eng xira galaktikalarda z ga $v_r = 100\,000$ km/s to'g'ri keladi.

Ma'lumki, jismning harakat tezligi (v) yorug'lik tezligi (c)ga yaqinlashganda ($z \geq 0,1$) uning spektrida chiziqlarning nisbiy siljishi quyidagi formula yordamida topiladi:

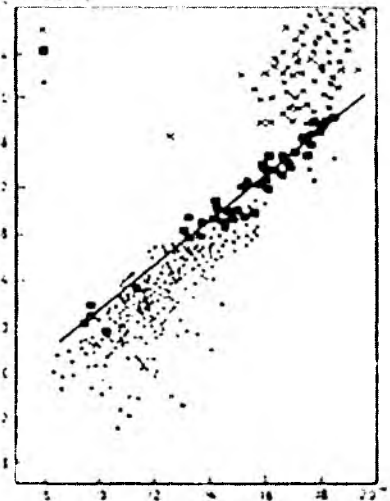
$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \sqrt{\frac{1 + \frac{v}{c}}{1 - \frac{v}{c}}} - 1,$$

ya'ni $v \rightarrow c$ da $z \rightarrow \infty$. Agar $\Delta\lambda = \lambda$ bo'lsa, $z=1$ va $v=0.6 \cdot c$ va $z=2$ bo'lsa

$v=0.8 \cdot c$ bo'ladi. $\frac{v}{c}$ bilan z orasidagi bog'lanish egri chizig'i 5.6-rasmda keltirilgan. Yerdan turib kuzatilgan eng uzoq galaktikalar (3S123, 3S318) ning qizilga siljishi $z \approx 1$ va nisbiy siljishi 0,6. Eng uzoq kvazar QO(173) niki $z = 3,53$

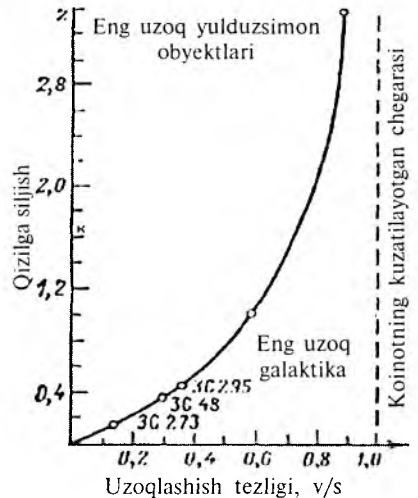
va $\frac{v}{c} \sim 0.86$. Kvazarlarga keyinroq qaytamiz. Hozir esa qizilga siljishning mohiyatiga nazar tashlaylik. Avvalo qizilga siljish galaktikalarning bir-biridan uzoqlashayotganini va Koinotning kengayotganini ko'rsatadi. Kengayish tezligi masofa ortishi bilan ortib boradi. Ikkinchidan agar yuqoridagi masofa (r) uchun chiqarilgan formulaga $H=73$ km/s Mps va $c = 3 \cdot 10^5$ km/s ni qo'yib, masofani yorug'lik yillarda ($1 \text{ ps} = 3,26$ yorug'lik yili) ifodalasak, u holda $r = 1.37 \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$ mlrd yil $= 1.37 z$ mlrd yil, ya'ni r masofada kuzatilayotgan obyekt nuri bizga yetib kelishi uchun qancha vaqt o'tganligini topamiz. Uchinchidan 5.6-rasmdan ko'rish mumkinki $v \rightarrow c$ $z \rightarrow \infty$.

Radiodiapazonda eng yorug' bo'lgan kvazarlarning nisbiy siljishi $z \geq 5$ bo'lganda ham kuzatish mumkin. Biroq ular kuzatilmaydi. Ko'rinishdan kvazarlar Koinotning tashqi chegarasi yaqinida joylashgan ($z \approx 4$) obyektlardir. Ularning nurlanishi 7 mld yil oldin sochilgan. Yuqorida biz Galaktikaning yoshi ≥ 13 mlrd yil degan xulosaga kelgan edik. Demak, kvazarlar kengayotgan koinotning eng tashqi chegarasida bo'lsa, ular birinchilar qatori hosil bo'lgan va eng «keksa» obyektlar bo'lishi kerak degan fikrga kelinadi. Kvazarlarning tabiatini ko'rib chiqishdan oldin galaktikalarning fizik xususiyatlari bilan tanishib chiqamiz.



Kurinma yulduziy kattalik

5.5-rasm. Xabbl diagrammasi.



5.6-rasm. Galaktikadan tashqarida joylashgan obyektlarni qizilga siljishi (z) bilan uzoqlashish tezligi orasidagi bog'lanish. Eng uzokdagi yulduzsimon obyektlar (YuO) uchun uzoqlashish tezligi 270000 km/s.

5.6. Galaktikalarning fizik xususiyatlari

Galaktikalar bir-biridan faqat shakli bilan farq qilsa, bitta sinfga (E yoki S) kiradiganlari esa o'lchamlari, massalari, yorqinliklari va boshqa fizik ko'rsatkichlari bilan farq qiladi. Yulduzlarda ko'rganimizdek, bir sinfga kiradigan galaktikalarning fizik ko'rsatkichlari orasida bog'lanishlar bo'lishi kerak, chunki galaktikani tashkil etgan yulduzlar bir-birlari bilan gravitatsion kuch vositasida bog'langan va bir-birlariga ta'sir ko'rsatadi. Galaktika tarkibiga kiradigan barcha yulduzlar, ular orasida joylashgan gaz va chang modda umumiy gravitatsion maydonda harakat qiladi. Galaktika ma'lum shaklga ega va o'z o'qi atrofida aylanadigan yaxlit material muhit deb hisoblanishi va unga umumiy fizik (tortishish, aylanish) qonunlar qo'llanilishi mumkin. Yuqorida Galaktika misolida ko'rganimizdek, boshqa galaktikalar ham o'zak atrofida aylanadi. Sa va E tipdagi galaktikalar moddasining asosiy qismi ularning o'zagida joylashgan. O'zakda modda zichligi galaktika markazi tomon ortib boradi va o'zak markazida maksimal qiymatga yetadi. Bunday tizimga kiradigan va uning tashqi qismlaridagi yulduzning harakati massa markazi atrofida aylanadigan jismning harakat qonunlariga (Kepler qonunlari) bo'ysunishi kerak. Bunda Kepler qonunlari qo'llanilishi va markaziy (galaktika o'zagi) massaning fizik ko'rsatkichlari hisoblanishi mumkin. Ichki qismlari (o'zak va uning yaqin atrofi) ning aylanishi yaxlit holda (qattiq jism singari) ro'y beradi va uning fizik ko'rsatkichlarini hisoblashda qattiq jismning aylanishi qonunlarini qo'llash mumkin.

a) Galaktikalarning burchak va chiziqli o'lchamlari. Galaktikaning burchak kattaligi uning tasvirini o'lchashdan topiladi. Ko'pchilik galaktikalar (S, Ir) keskin chegaraga ega bo'lmaganligi uchun tasvirlarining ko'ndalang kesimini o'lchash ma'lum qiyinchiliklar va xatoliklarga olib keladi. Masalan, tasvirning kattaligi suratga olishdagi ekspozitsiya vaqtiga bog'liq. Katta ekspozitsiya bilan olingan tasvirlarda galaktikaning tashqi xira qismlari ham chiqadi, kichik ekspozitsiyada esa faqat uning yorug' qismining tasviri hosil bo'ladi. Shuning uchun galaktikalarning o'lchamlari ma'lum xatolik bilan o'lchanishi mumkin. Agar barcha galaktikalar bir xil ekspozitsiya bilan olinsa, yaqindagi yorug'lari katta va uzoqdagi xiralari esa kichik tasvir hosil qiladi. Shuning uchun galaktika qancha uzoqda bo'lsa, uning o'lchamlari shuncha kichik chiqadi. 5.1-jadvalda ayrim galaktikalarning fizik ko'rsatkichlari keltirilgan.

Jadvalning yuqorigi qismida bizga yaqin pastki qismida eng yorug' va mahalliy tizimdan tashqarida joylashgan galaktikalar to'g'risida ma'lumotlar olish mumkin. Birinchi ustunda galaktika nomi yoki Messe katalogi bo'yicha belgisi, ikkinchisida NGC bo'yicha tartib raqami, uchinchida sinfi, to'rtinchida maksimal ko'ndalang kesimi burchakiy yoy minutlarida va kiloparseklar (kpk)da, beshinchisida siqqligi $\epsilon = \frac{a-b}{a}$, oltinchisida vizual nurlarda ko'rinma kattaligi va keyingi ustunlarda rang ko'rsatkichi (B-V),

Galaktika	№ NGC	Tip	Diametri		ϵ	Uzoqligi, Mps	V	B-V	M_v	v_{ayl} km/s	$\lg M/M_{\odot}$
			burchak	kps							
Mahalliy galaktikalar vakillari											
Katta Magellan Buluti		Ir	460	7	0.2	0.052	0.1	0.5	-18.7	95	10
Andromeda (31) tumanligi Uchburchakdagi tumanlik	224	Sb	100	16	0.7	0.67	3.5	0.8	-21.1	280	11.5
M33	598	Sc	35	6	0.3	0.73	5.7	0.6	-18.8	104	10.1
	147	Ep	9	1	0.4 0.4	0.66	9.6	0.9	-14.8		9
	6822	Ir	15	2		0.47	8.6	0.5	-15.6	110	8.5
Tanlangan yorug' galaktikalar											
M81	55	Sc	25	12		2.3			-19.9	190	
M82	3031	Sb	20	16	0.9	3.2	7.2	1.0	-20.9	260	10.5
M87	3034	IrI1	8	7	0.5	3	6.9	0.9	-19.6	180	11.2
M104	4486	E1	4	13	0.7 0.2	13	8.2 8.7	1.0	-21.7		10.5
SentavrA	4594	Sa	6	8	0.3	12	8.1	1.0	-22		12.6
M83	5128	E0p	14	15	0.2 0.2	4.4	7		-20		11.7
M101	5236	SBC	10	12	0.0	3.2	7.2 7.5	0.7	-20.6	320	11.3
	5447	Sc	20	23		3.8		0.6	-20.3	285	11.2

absolut yulduziy kattaligi (M_v), o'q atrofida aylanish tezligi (v_{ayl}) va nisbiy massasi ($\lg M/M_{\odot}$) logarifmi keltirilgan. Galaktikaning chiziqiy diametri uning burchak kattaligi va uzoqligi asosida hisoblanadi. Jadvalda keltirilgan galaktikalar bizning Galaktikadan kichik (eng kattasining diametri 23 kpk), biroq osmonda maktab teleskopida kuzatsa bo'ladigan darajada katta burchakli o'lchamga ega. Katta Magellan Buluti va Andromeda tumanligi teleskopsiz ham ko'rinadi.

Uzoq galaktikalarning burchakli ko'ndalang kesimi bir yoy minutidan kichik va yorug'ligi esa $V > 20^m$. Galaktikalar olamida hatto yulduzsimon Galaktikalar ham kuzatiladi, ular kvazaglar deb ataladi va ular bizdan o'nlab megaparsek (Mpk) uzoqlikda joylashgan. Jadvaldan ko'rish mumkin, bir xil sinfga kiruvchi galaktika (mas. NGC 598 va 55 yoki KMB va NGC 6822) lar diametri bo'yicha bir-biridan bir necha marta farq qilishi mumkin. Bu farq elliptik (E) galaktikalarda kam, spiral (S) va noto'g'ri (Ir) galaktikalarda ko'pdir. Buning sababi yuqorida aytganimizdek, galaktikalar keskin chegaraga ega emasligi bilan bog'liq.

b) Galaktikalarning aylanishi. Galaktikalar spektridagi chiziqlarning to‘lqin uzunligini laboratoriya manbainiki bilan solishtirib o‘lchash yoki chiziqning kengligini tekshirish yo‘li bilan ularning nuriy yoki o‘rtacha kvadratik tezligi aniqlanadi. Bizga yon tomoni bilan joylashgan galaktikaning tasvirini spektrografning kirish tirqishi bo‘ylab joylashtirsak, uning spektral chiziqlari dispersiya yo‘nalishiga tik bo‘lmay, balki undan kichik burchakka og‘gan holda kuzatiladi. Bu galaktikaning aylanish ta‘siri bo‘lib, Galaktikaning markaziga nisbatan uning qarama-qarshi tomonlari teskari yo‘nalishda aylanadi va Doppler effekti tufayli chiziqning ularga tegishli qismi qarama-qarshi tomonga siljiydi. Spektral chiziq dispersiya yo‘nalishiga tik yo‘nalishdan og‘adi. Agar galaktika spektri chetlarida chiziqning to‘lqin uzunligi λ va shu chiziqning laboratoriya manbayi spektrida to‘lqin uzunligi λ_0 bo‘lsa, u holda galaktikaning aylanish tezligi $v = (\lambda_0 - \lambda)/\lambda \cdot c$. Spiral galaktikalarning chetki qismlarining aylanishi H II sohalarni kuzatishdan aniqlanadi. Galaktikaning chiziqiy aylanish tezligi uning markazidan chetga tomon, aylanayotgan qattiq jismlarniki singari ortib boradi. O‘lchashlar shuni ko‘rsatadiki, Galaktika markazidan ma‘lum masofadan boshlab undagi yulduzlarining aylanish tezligi kamayaboshlaydi. Bu masofadan tashqarida joylashgan yulduzlar Kepler qonuniga mos ravishda aylanadi. Bunday o‘lchashlar galaktikalarning aylanish davri 50 dan 500 mln yilgacha bo‘lishini ko‘rsatdi. S0 va Sa tipdagi Galaktikalar eng tez, Sc va noto‘g‘ri (Ir) lar eng sekin aylanadi. Elliptik galaktikalarning aylanishi to‘g‘risida ishonchli ma‘lumotlar yo‘q. Bunday galaktikalar chiziqlarining kengligi ularda kuchli xaotik harakatlar borligini ko‘rsatadi. Ayrim S, Ir galaktikalarning aylanish tezliklari 5.1-jadvalda keltirilgan.

d) Galaktikalarning massasi. Eng chetki qismlaridagi yulduzlarning spiral galaktika markazi atrofida aylanish tezligi (v) ni o‘lchash yo‘li bilan Galaktika massasi baholanadi. Bunda galaktika massasi uning markazida joylashgan, deb faraz qilinadi va eng chetki yulduzlarning gravitatsion tezlanishi quyidagicha olinadi:

$$g = \frac{v^2}{R} = \frac{Gm}{R^2},$$

bu yerda, R — galaktika radiusi; V — yulduzning galaktika markazi atrofida aylanish tezligi; m — galaktika massasi; u $m = \frac{Rv^2}{G}$ ga teng. Elliptik va linzasimon (S0) galaktikalarning massasini bunday usul bilan aniqlab bo‘lmaydi. Buning uchun virial teoremasiga asoslangan yulduzlarining xaotik tezliklari o‘lchanadi. Agar sistemaning inersiya momenti o‘zgarmasa yoki juda sekin o‘zgarsa, u holda vaqt bo‘yicha qatorga yoyib faqat birinchi ikkita hadi qaraladi, ya‘ni $2E+P = 0$. Bunda, E — sistemaning kinetik energiyasi va quyidagicha ifodalanadi:

$$E = \sum_{i=1}^{\infty} \frac{m_i v_i^2}{2} \approx \frac{1}{2} \sum m_i \bar{v}^2 = \frac{\bar{v}^2}{2} \sum m_i = \frac{m \bar{v}^2}{2};$$

$$\Pi = -G \int_0^m \frac{m(r) dm}{r}.$$

Bunda, \bar{v}^2 — sistema a'zolarining markazga nisbatan kvadratik fazoviy tezligi; $\mathfrak{M}(r)$ — radius r bo'ylab zichlikni taqsimlanishini ifodalaydi. Agar L galaktikani sirt yorqinligi bo'lsa, u holda $K = \frac{m}{L}$ radiusga bog'liq emas deb hisoblash mumkin. To'la potensial energiya formulasidagi zichlikni ($m(r)$ radius (r) bo'yicha o'zgarishini, yuza yorqinligini L (α) radius (α) bo'yicha o'zgarishi bilan almashtirish mumkin. Bunda $\frac{m}{L} = K$ masofaga (r yoki α) bog'liq emas, deb qabul qilinadi $r = \alpha a$; berilgan tipdagi Galaktika uchun xarakterli masofa, ya'ni Galaktika nurlanishining yarmini o'z ichiga oluvchi aylananing radiusi a — Galaktikaning uzoqligi (d)ga bog'liq. Agar $B(\alpha)$ orqali radius bo'yicha ravshanlikning standart taqsimlanishi bo'lsa, berilgan Galaktika uchun sirt ravshanligi $q B(\alpha)$ bo'ladi; bunda, q — koefitsiyent. Agar endi $Q = q a$ belgilash kiritsak,

$$P = -GQ^2 a \int_0^{\frac{r}{a}} \frac{L(\alpha) d\alpha}{\alpha^2}.$$

Bu yerda, $L(\alpha) = \int_0^{\alpha} 4\pi r_0^2 B(\alpha) d\alpha$.

Bu integral barcha Galaktikalar uchun bir xil va fotometrik ko'rsatkichlar ($B(\alpha)$) bo'yicha hisoblanishi mumkin. U holda a — yoy minutlarida, galaktika spektral chizig'i profilidan aniqlanadi va u nuriy tezligi dispersiyasini belgilaydi; d — galaktikani uzoqligi (sferik Galaktika uchun) $\tau^2 = v^2$ Ayrim yaqin va yorug' galaktikalarning massasi jadvalda keltirilgan eng katta elliptik galaktikalar massasi $10^{13} m_{\odot}$ ga yetadi, Karlik galaktikalarniki $10^6 m_{\odot}$ dan oshmaydi. Spiral galaktikalarning massasi ($10^8 - 10^{12}$) \mathfrak{M}_{\odot} , noto'g'rilarniki ($10^8 - 10^{10}$) \mathfrak{M}_{\odot} atrofida.

e) Galaktikalar yorqinligi va spektri. Galaktikalarning massa va yorqinliklari Quyosh massasi va yorqinliklari birliklarida beriladi. Agar galaktika Quyosh singari yulduzlardan tashkil topgan bo'lsa, $K = \frac{m}{L} = 1$. Aslida bu nisbat bir necha birlikdan bir necha yuz birlikkacha oraliqda bo'ladi. Masalan, Andromeda tumanligi uchun $\frac{m}{L} = 30$, Katta Magellan Buluti uchun $\frac{m}{L} = 4$. Bu nisbat spiral va noto'g'ri galaktikalar uchun elliptik ga-

laktikalarnikiga qaraganda katta. U galaktikaning yulduziy tarkibiga bog'liq. Elliptik galaktikalarda qaynoq gigant va o'tagigantlar yo'q. Ular asosan sariq va qizil (K va M sinfga kiruvchi) karlik yulduzlardan iborat. Spiral va noto'g'ri galaktikalarda O va B sinflarga mansub qaynoq gigant va o'tagigant yulduzlar ko'p.

Galaktikaning nurlanishi uni tashkil etgan yulduzlar nurlanishi yig'indisidan iborat. Shuning uchun uning spektri ham uning nurlanishiga eng ko'p hissa qo'shayotgan yulduzlarnikiga o'xshash bo'lishi kerak. Haqiqatdan ham noto'g'ri galaktikalar spektri A va F, spektral galaktikalarniki F va G, elliptik galaktikalarniki G va K sinfga kiruvchi yulduzlarnikiga o'xshashdir. Yorqinlik bilan absolut kattalik orasida logarifmik bog'lanish (Pogson formulasiga o'xshash) bo'lib, L o'rniga, odatda absolut yulduz kattalik qo'llaniladi. Yorqinliklar diapazoni, ayniqsa elliptik galaktikalarda juda keng ekan, eng yorug' elliptik galaktikalarning absolut kattaligi $M = -24^m$ ga yetadi, karlik elliptik galaktikalarniki $M = -8^m$. Spiral galaktikalarning kattaligi, ularning absolut yulduziy kattaligi $M = -14^m$ dan $M = -18^m$ gacha oraliqda bo'ladi. Yorqinlik bo'yicha galaktikalar to'rtta sinfga bo'linadi: o'tagigant ($M < -19^m$), gigant ($-19^m < M < -17^m$), o'rtacha yorqinlikdagi ($-17^m < M < -15^m$) va karlik ($M > -15^m$) galaktikalar. Ma'lum galaktikalar orasida eng xirasi $M \sim -6.5^m$. Bizning Galaktikamizning absolut kattaligi $M = -18.8^m$. 5.3-jadvalda galaktikalar uchun yorqinlik funksiyasi $\varphi(M)$ va $\psi(M)$ -bir birlik yulduziy kattalik orasiga to'g'ri keladigan yorug'lik nurlanishida berilgan; $10^6 L_{\odot}$ — birliklarida keltirilgan.

Yorqinlik funksiyasi $\varphi(M)$ bir birlik yulduziy kattalik oralig'ida 1 Mpk^3 hajm birligidagi galaktikalar sonini bildiradi. Jadvaldan ko'rish mumkinki, galaktikalar konsentratsiyasi ($\varphi(M)$) M ortishi bilan orta boradi, $\psi(M)$ esa $M = -19^m$ da maksimumga erishadi va yorug' galaktikalar tez xiralashib boradi.

5.3-jadval

M	-22	-21	-20	-19	-18	-17	-16	-15	-14
lg(M)	-5	-3,5	-2,3	-1,8	-1,6	-1,3	-1,0	-0,9	-0,8
$\psi(M)$	1	10	50	60	50	40	30	20	10

Galaktikalarning o'rtacha konsentratsiyasi $n = 0.02$; o'rtacha yorug'likdagi g/Mps^3 va galaktikalar bir tekis joylashgan fazoda modda zichligi $\rho = 5 \cdot 10^{-31} \text{ g/sm}^3$.

f) Galaktikalar o'zagi va uning aktivligi (faolligi). Galaktikaning markazida joylashgan, nisbatan kichik qismi, uning o'zagi deb ataladi. Ko'pchilik galaktikalar o'zagida modda miqdori kam, o'zak kichik va zich bo'lganligi uchun uni yulduzlarga ajratib bo'lmaydi; bu esa uni o'rganishni qiyinlashtiradi. O'zak spektri bizning Galaktikamizning sferik tashkil etuvchisi (markaziy quyuqlama) spektriga o'xshaydi, ya'ni qizil yulduzlarga xos spek-

trga ega. Unda qora chiziqlar bilan bir qatorda qaynoq gazlarga xos emission chiziqlar ham kuzatiladi.

Ayrim galaktikalar o'zagi spektrida energiyani taqsimlanishi noisssqlik xususiyatga ega, ya'ni $I(v) \sim v^{-\alpha}$ va uning ultrabinafsha qismi Plank qonunidan farq qiladi. O'zak spektrida keng emission chiziqlar kuzatiladi va ular 500—4000 km/s tezlik bilan betartib harakatga mos keladi. Galaktikalar o'zagida kichik ikkita radionurlanish manbalari kuzatiladi: o'zakdan to'la massasi 10^6 — $10^7 M_{\odot}$ ga teng bo'lgan modda va relativistik zarralar oqimi otilib turadi. Ularning o'zaklari aktivligi 10^6 yil davom etishi mumkin; bu vaqt ichida o'zakdan 10^{49} J energiya sochiladi. Jarayonlar 10^8 yil davr bilan takrorlanib turadi.

Spiral va elliptik galaktikalarda aktivlik nishonalari kuzatiladi. Spiral galaktikalar ularni birinchi kuzatgan astronom nomi bilan Seyfert galaktikalari deb ataladi. O'zakning diametri 10 pk va kuchli nurlanadigan qismi bundan 2—3 marta kichik. Kuchli infraqizil nurlanish sochadi. Aktiv elliptik galaktikalarga Sunbula yulduz turkumida kuzatiladigan M87 galaktika misol bo'la oladi. Bu galaktika o'zagi yaqinida bir nechta bir qatorda joylashgan modda otilib chiqishlar kuzatiladi. Otilgan modda massasi $10^7 M_{\odot}$, tezligi 3000 km/s va unga qarama-qarshi tomonda ham bunday aks otilish kuzatiladi. M67 kuchli radionurlanish manbayi hamdir. Kuchli ultrabinafsha rang ortiqlikka ega galaktikalar bo'lib, ulardan (600)sinini kashf etgan arman olimi B.E. Markalyan nomi bilan ataladi.

5.7. Radiogalaktikalar va kvazarlar

1946-yilda J. Xey, S. Parsons va J. Filmens (Angliya) Oqqush yulduz turkumida kuchli yakka radionurlanish manbaini kashf etdilar. Bu manba Oqqush A (Cyg A) deb atalaboshlandi. (Har bir yulduz turkumidagi bunday radionurlanish manbalari turkum nomidan keyin, A, B, C, ... va hokaza harflar qo'yib ataladi.) Shundan keyin ikki yil davomida yana 6 ta bunday manba kashf etildi. Radionurlanish manbalari 1959-yilda jadval sifatida tuzilib, uchinchi Kembrij katalogida (3C deb ataladi) ro'yxatga olingan. Hozirgi kunga kelib bunday manbalar soni 10 000 dan oshib ketdi.

Ayrim radionurlanish manbalari bizning Galaktikamizga tegishli bo'lsa (masalan, Savr A — Qisqichbaqasimon tumanlik), qolganlari undan tashqarida joylashgan galaktikalarga tegishlidir. Biroq ularning ko'pchiligini radiodiapazonda nurlanishi umumiy yorqinligining mingdan birini tashkil etadi va u issiqlik nurlanishidan iborat. Eng kuchsiz radionurlanish manbalari spiral (S) va noto'g'ri (Ir) galaktikalar bo'lib chiqdi va ularning detsimetrli diapazonda nurlanish quvvati 10^{-32} Vt dan oshmaydi. Elliptik (E) galaktikalarning nurlanishi bu diapazonda 100 marta kuchli. Keng qobuq bilan o'ralgan va D-tipga ajratilgan elliptik galaktikalarning radionurlanishi oddiy E galaktikalarnikidan yana 100 marta kuchlidir. Oqqush A va boshqa

qator galaktikalarning radionurlanishi noisliqlik tabiatga ega, ya'ni bir necha diapazonlarda o'lchashlardan olingan ularning radio spektrida inten-

sivlik Reley-Jins formulasi bilan emas, balki $I(\nu) \approx H^2 \nu^{\frac{\gamma+1}{2}} \nu^{\frac{\gamma-1}{2}}$ ko'rinishdagi formula bilan ifodalanadi. Bu yerda, H — magnit maydon kuchlanganligi;

γ — relyativistik elektronlar spektrining daraja ko'rsatkichi ($dN(E) = \frac{K}{E^\gamma}$).

Demak, bunday galaktikalar kuchli tezlatgich singari «ishlaydi».

a) Radiogalaktikalar. Radiodiapazonda nurlanish quvvati optik diapazondagidek yoki undan ortiq bo'lgan galaktikalar radiogalaktikalar deb ataladi. Ularning bir necha yuztasi kashf etilgan. Bizga eng yaqini Oqqush A. Yorug'lik nurlarida u ikkita o'zakka ega bo'lgan va keng qobiq bilan o'ralgan galaktikaga to'g'ri keladi. Qizig'i shundaki, radionurlanish bu galaktikaning o'zagidan emas, balki undan 10 000 yorug'lik yili uzoqlikda, ya'ni galaktikadan tashqarida va unga nisbatan simmetrik joylashgan ikkita sohadan chiqadi.

Xuddi shunday «manzara» Sentavr A manbaida ham kuzatiladi. Bu galaktika to'rtta radiomanbaga ega, ular galaktika markazidan o'tuvchi to'g'ri chiziqda markazga nisbatan simmetrik ravishda joylashgan. Radiogalaktika (Sumbula A — elliptik galaktika M87 da radiusi bo'yicha yo'nalishda otilib chiqqan 6 ta yorug' bulutcha kuzatiladi. Bularga qarama-qarshi tomonda otilib chiqadigan xiraroq bulutchalar kuzatiladi. Radiomanba Sumbula A galaktika M87 bilan ustma-ust tushadi. Otilib chiqish energiyasi 10^{55} erg, M87 ning radiodiapazonda yorqinligi 10^{40} erg/s, rentgenda 10^{42} erg/s. Bu energiyalarni galaktika o'zagida tezlantirilgan relyativistik elektronlar chiqaradi.

Agar Oqqush A ni radionurlanishi portlash natijasida hosil bo'lgan deb faraz qilinsa, u holda to'la energiya 10^{62} erg bo'lishi kerak. Bunday energiya $10^{10} M_{\odot}$ massasini energiyaga aylantirishda hosil bo'lishi mumkin. Biroq vodoroddan geliy hosil bo'lishi sekin kechadigan jarayon. Biz yuqorida ayrim galaktikalar o'zagidan modda otilib chiqib turishi to'g'risida gapirgan edik. Bunday Galaktikalar seyfert galaktikalar deb ataladi. Ular yulduzsimon o'zakka ega, uning spektrida uyg'onish potentsiali yuqori bo'lgan ko'plab emission chiziqlar kuzatiladi va chiziqlar juda keng va 500—4000 km/s tezlikka ega modda aralashuviga mos keladi. Bunday galaktikalarning 100 dan ortig'i ma'lum. Ularning diametri 10 pk va ulardan bir yilda bir necha yuzdan bir necha minggacha Quyosh massasiga teng modda sochilib turadi. Shunday qilib radiogalaktikalardan modda otilishi ro'y berishi mumkin va ular o'zagi aktiv galaktikalardir.

b) Kvazarlar va kvazaglar. Kvazar — yulduzsimon radionurlanish manbayi. Birinchi kvazar (3S48) 1960-yil da T. Metyuz va A. Sendij (AQSH) tomonidan kashf etilgan. Bu Kaliforniya texnologiya institutida ishga tushgan katta ajrata olish (5") kuchiga ega radiointerferometr yordamida bajarildi. Yulduzsimon radiomanba 3S48 16^m kattalikdagi yulduzsimon obyekt

bilan ustma-ust tushadi. Obyekt spektrining kuchli qizilga siljishi $z = 0,37$ bo'lgan. Kvazar 3S273 da qizilga siljish $z = 0,16$; 3C9 spektrida esa $z = 2,0$. Bunday siljishga $v = 0,8 c = 240\ 000$ km/s tezlik mos keladi.

Agar kvazarlarni kosmik obyektlar deb hisoblansa, u holda 3C273 ning uzoqligi 3 mlrd yorug'lik yili, 3C9 niki esa 12 mlrd yorug'lik yili. Bunday uzoqlikda galaktikalar kuzatilmaydi. Kvazarning ko'rinma yulduziy kattaligiga asoslanib uning yorqinligi 10^{48} erg/s ni hisoblab topish mumkin.

Kvazarlar spektrida oddiy yulduzlardagi singari C, O, Na va boshqa kimyoviy elementlar chiziqlari bor; litiy, berilliy va borniki yo'q. Tutash spektrida energiyaning taqsimlanishi Plank taqsimotiga o'xshamaydi: katta miqdorda ultrabinafsha rang ortiqlik va kuchli infraqizil nurlanish (maksimumi 70 mkm ga to'g'ri keladi) chiqaradi. 200 ta kvazar rentgen nur sochadi.

Kvazarlar yorqinligi optik diapazonda 10^{45} erg/s, infraqizilda 10^{49} erg/s. Kvazar o'z umri davomida 10^{61} – 10^{62} erg energiya sochgan. Bunday ulkan energiya qayerdan olinadi? Bu energiya $5 \cdot 10^6$ t. modda «yonishi» natijasida hosil bo'ladi. Biroq termoyadro reksiyalari samaradorligi bundan 140 marta kam.

Ko'pchilik astronomlarning fikricha, kvazarlar galaktikalarning yorug' o'zaklaridir. Yaqinda qo'shaloq Q0954 + 561 va uchkarrali Q1115 + 080 kvazar kashf etildi. Ularda qizilga siljishi bir xil. Shunday mulohaza mavjud: bu qo'shaloq va karrali kvazarlar bitta kvazarga tegishli bo'lib, uning nuri bizga yaqin joylashgan galaktika gravitatsion linza rolini bajargani uchun tortish maydonida egrilgan.

Shunday qilib, kvazarlar eng uzoq joylashgan o'zagi aktiv bo'lgan galaktikalar bo'lishi mumkin. Chunki ularning ko'pchiligi $z = 2$ – 3 ga teng qizilga siljishni ko'rsatadi. Kvazarlar nihoyatda kuchli radionurlanish manbalari bo'lganliklari uchun ularni $z = 5$ da ham ko'rish mumkin, biroq bundaylari ko'rinmaydi. Hozirgacha 2000 dan ortiq kvazar kashf etilgan, hisoblarning ko'rsatishicha, kuzatish mumkin bo'lganlari soni 10 000 ga yetishi kerak.

Kvazarlar muammosi hozirgacha to'la yechimga ega emas. Kim biladi, ular bizga noma'lum fizik qonunlar bilan bog'liqdir. Oxirgi yillarda kvazarlar galaktika rivojlanishidagi qisqa muddatli bir bosqichdir, degan g'oya o'rganilmoqda. Galaktika, demak, kvazar markazida qora o'ra mavjud. Qora o'raga modda tushib turadi va tushayotganda tezligi yorug'lik tezligiga yaqinlashadi. Qora o'ra o'z yaqinidagi yulduzlarni ham yutaboshlaydi. Ular o'raga ma'lum kritik masofagacha yaqinlashganda tortishish kuchi ta'sirida ular parchalanib ketadi. Moddaning bir qismi o'raga tushadi, qolgani gaz bulutlar sifatida tashqariga uloqtirib tashlanadi.

d) Kvazarlar va N-galaktikalar. Ko'pchilik kvazarlar yorug'ligi 18 – 19^m oraliqda bo'lgan yulduzlarga o'xshaydi. Agar radioastronomik tekshirishlar bo'lmaganda kim biladi, ular yulduzlar qatorida qolaverarmidi. Xira yulduzga o'xshash niqob ostida yana boshqa manbalar ham bo'lishi mumkin. Yana bir bor eslaylik, kvazarlar spektriga xos xususiyat, bu ultrabinafsha diapazonning yuqori darajada intensivligidir. Shuning uchun kvazarni

qidirishda yulduzlar osmonini ultrabinafsha tasviri yorug'lik nurlaridagi bilan solishtiriladi. Natijada kvazarlar ajralib chiqadi. Ana shu usulni havorang yulduzsimon yorug'lik manbalariga nisbatan qo'llagan A. Sendij (AQSH), ultrabinafsha rang ortiqlikka ega bo'lgan radionurlanish sochmaydigan ob'ektlarni topdi. Ko'pchilik bunday obyektlar spektrida chiziqlar qizil tomonga siljiganligi qayd qilindi. Demak, bu yulduzsimon obyektlar bizning Galaktikamizga tegishli emas, ular kvazarlar singari ulkan tezlik bilan bizdan uzoqlashmoqda. Bunday obyektlar kvazaglar deb ataladi. Kvazag yulduzsimon galaktika demakdir (ular QSG-bilan belgilanadi). Hisoblashlarning ko'rsatishicha kosmik fazo hajm birligida kvazaglar soni kvazarlarnikidan 50—100 marta ko'p bo'lishi kerak. Shunday mulohaza mavjudki, kvazar kvazag faoliyati davomidagi qisqa o'tish fazasidir.

Kvazaglar ko'p jixatdan N-galaktikalarga o'xshash. N-galaktika ixcham o'zagi ajralib kuzatiladigan galaktikadir. N-galaktikalar qo'shaloq manbalardir. Ular nurlanishi noisliqlik tabiatga ega, ikkinchidan ularning ayrimlari o'z yorug'ligini bir necha yillar davomida o'zgartirib turadi. Radiodiapazonda intensivligi bo'yicha N-galaktikalar kvazarlardan ancha orqada turadi. N-galaktika radionurlanishi quvvati kvazarnikidan 100 marta kam. N-galaktikalar nurlanishi so'ngan kvazarlar bo'lsa kerak, degan faraz mavjud.

6-bob

KOINOT MODELLARI VA YULDUZ EVOLUTSIYASI. KOSMOGONIYA VA KOSMOLOGIYA MASALALARI

6.1. Kuzatish natijalari va masalalari

Kursning oxirgi, yakunlovchi bu bobida biz Koinotning umumiy tarkibi va tuzilishi, rivojlanishiga nazariy qarashlarni bayon etamiz. Bunday qarashlar umumfizik qonunlarga, birinchi navbatda, tortishish qonuniga asoslangan. Metagalaktikada kuzatilayotgan jarayonlarni, galaktikalar, yulduzlar va boshqa osmon jismlarining hosil bo'lishi, rivojlanish bosqichlarini umumfizik qonuniyatlar asosida tushuntirishga to'xtalamiz. Bu sohadagi muammolarga e'tibor qaratamiz. Avvalo bunday nazariy qarashlar qanday kuzatish natijalariga asoslanganligini ko'rib chiqaylik.

Koinotning bizga ko'rinadigan qismi Metagalaktika deb ataladi. Metagalaktika milliardlab galaktikalar, kvazarlardan tarkib topgan. Hozirgi zamon kuzatish vositalari yordamida qayd qilingan eng uzoq obyekt (kvazar) larning masofasi Metagalaktikaning radiusi deb qabul qilingan va u 4000 Mps (megaparsek)dan biroz ko'proq. Bu o'lcham Xabbl qonuniga galaktikalarning qochish tezligi o'rniga kvazarlar tezligi (270000 km/s)ni va Xabbl doimiysi o'rniga $H=73 \text{ km/s} \cdot \text{Mps}$ ni qo'yib topilgan. Metagalaktikadagi obyektlar har xil yo'nalishlar va masofalar bo'yicha o'rtacha olganda

bir tekis joylashgan. O'rtacha bir jinsli deganda biz Metagalaktikaning katta o'lchamli (1000 Mps) tuzilishini nazarda tutmoqdamiz. Yuqorida ko'rganimizdek, kichik o'lchamli (100 Mps) qismlarida Metagalaktika bir jinsli emas, unda galaktikalar guruhлари, to'dalari, o'ta katta to'dalar kuzatiladi. Metagalaktikaning katta o'lchamlarda bir jinsliligi undan tashqarida ham o'rinli bo'lsa kerak, deb faraz qilish mumkin. Shunday qilib, butun koinot (ya'ni Metagalaktika va undan tashqaridagi koinot qismi) da materiya izotrop va bir jinsli taqsimlangan deb qarash mumkin.

Har xil uzoqlikda joylashgan koinot obyektlaridan kelayotgan va qayd qilina-yotgan nurlanish ulardan turli vaqtlarda sochilgan. Yorug'likning tarqalish tezligi fundamental fizik doimiyligini hisobga olsak, uzoqda joylashgan kvazar (kvazag)lardan kelayotgan nurlanish fatonlari yaqindagi galaktika (Andromeda tumanligi) dan kelayotganlarga qaraganda ancha (10 mld yil) oldin sochilgan (yo'lga chiqqan). Metagalaktikada uzoqlik bo'yicha obyektlar (galaktikalar)ning taqsimlanishidagi bir jinslilik ular hosil bo'lish vaqti bo'yicha uzluksiz ketma-ketlikni hosil qiladi, degan xulosaga olib keladi. Agar endi Metagalaktikada kuzatilayotgan zamonaviy bir jinslilik undan tashqarida ham o'rinli deb faraz qilsak, koinotning fazoviy (makoniy) bir jinsliligi uning zamoniy bir jinsliligi bilan uyg'unlashgan, degan xulosaga kelamiz. Galaktikalar, kvazarlar va kvazaglar spektrida chiziqlarning qizilga siljishi ularning bizdan uzoqlashishi bilan tushuntiriladi. Obyekt bizdan qancha uzoqda bo'lsa, uzoqlashish tezligi shuncha katta. Metagalaktika kengaymoqda, kengayish tezligi Xabbl qonuni

$$v = H \cdot r$$

bilan ifodalanadi. Metagalaktikani tashqi chegarasi yaqinida kengayish tezligi yorug'lik tezligiga yaqinlashadi. Agar bu qonuniyat Metagalaktikadan tashqarida ham o'rinli deb hisoblasak, u holda koinot makon va zamon bo'yicha bir jinsli. Butun koinot hozirgi zamonda kengaymoqda. Demak, u o'tgan zamonlarda hozirgiga qaraganda zichroq va qaynoqroq bo'lgan va uzoq o'tmish (10 mld yil oldin) esa zichlik va temperatura juda yuqori bo'lgan.

Metagalaktikada kuzatilayotgan obyektlar va jarayonlar butun olam tortishish qonuni (umumiy nisbiylik nazariyasi)ga bo'ysunadi. Bu qonunni uzoq o'tmishdagi o'ta yuqori zichlik (10^{93}g/m^3) va temperaturadagi (10^{32}K) koinotga tatbiq etib bo'ladimi, yo'qmi bu muammo bo'lib qolmoqda. Koinotning rivojlanish masalalari va muammolari bilan kosmologiya shug'ullanadi. Bu masalalarga keyinroq qaytamiz.

1) Kosmogoniya masalalari. Tabiatda har bir jarayon va obyektning hosil bo'lish, rivojlanish va oxirati bo'lgani singari galaktikalar, yulduzlar va boshqa kosmik obyektlar ham shunday bosqichlarni o'tishlari kerak. Galaktikalar koinot rivojlanishining, yulduzlar esa galaktikalar evolutsiyasining mahsulidir, chunki galaktikalar yulduzlardan, Metagalaktika esa galaktikalardan tarkib topgan.

Galaktikalarning uch turi mavjud: elliptik, spiral va noto'g'ri galaktikalar. Noto'g'ri galaktikalar nisbatan qaynoq va demak, yoshroq yulduzlardan tarkib topgan; elliptik galaktikalar esa aksincha nisbatan past temperatura-dagi yulduzlardan tarkib topgan; spiral galaktikalar oraliq o'rin egallaydi.

Qaynoq va yosh yulduzlar Galaktika tekisligi yaqinida, gaz+chang tumanliklar ichida kuzatiladi. Yosh yulduzlar nostatsionar bo'lib, ular ana shu tumanliklardan hosil bo'lganligini isbotlovchi ko'pgina kuzatish natijalari bor. Ko'rinishdan yulduz va Galaktikalarning hosil bo'lishi va rivojlanishida umumiy qonuniyatlar bo'lishi kerak. Agar yulduzlar gaz va changdan hosil bo'lgan bo'lsa, galaktikalar ham o'z navbatida ulkan gaz+chang bulutlardan hosil bo'lgan. Dastavval Quyosh atrofida sayyoralarning hosil bo'lish muammolari bilan shug'ullangan kosmogoniya XX dan boshlab yulduzlar evolutsiyasi masalalarini ham o'z ichiga oldi. Haqiqatdan sayyoralar Quyosh bilan birgalikda, yulduzlar esa o'z atrofidagi sayyoralar bilan birgalikda hosil bo'lgan. Demak, sayyoralarning hosil bo'lish jarayonini yulduz evolutsiyasi bilan birgalikda ko'rish maqsadga muvofiqdir.

Shunday qilib, hozirgi zamon kosmogoniyasi yulduzlar va ular atrofida sayyoralar tizimi va karrali yulduzlar tizimlari hosil bo'lishi mexanizmlarini nazariy ravishda ko'radi va kuzatishdan olingan natijalarga va umumfizik qonunlarga asoslanadi.

6.2. Nostatsionar koinot va masshtab faktori

Yuqorida keltirilgan dalillardan ko'rinib turibdiki, yulduzlar va galaktikalar orasida nostatsionarlari mavjud, qolganlari statsionar bo'lsalarda (masalan: Bizning Galaktika va Quyosh), uzluksiz ravishda modda va energiya oqimi chiqib turadi. Chaqnovchi yulduzlar va aktiv yadroli galaktikalar esa vaqti-vaqti bilan fazoga katta miqdorda modda otib turadi.

Galaktikalar o'zagidagi kuzatilayotgan modda oqimini, shuningdek, Metagalaktikaning kengayishini XX asrning buyuk astronomi V.A.Ambarsumyan koinotda o'ta zich materiya manbalari borligi va ular o'zlaridan uzluksiz modda sochishi bilan tushuntirgan. Yulduzlar va galaktikalar hosil qiladigan chang+gaz modda ana shu o'ta zich materiyadan hosil bo'ladi. Ambarsumyan nazariyasi ham galaktikalar nostatsionar obyektlar ekanligini ta'kidlaydi. Metagalaktika ham o'z navbatida nostatsionardir, chunki uni tashkil etgan galaktikalar, kvazar (kvazag)lar bir-birlaridan qochmoqdalar. Agar endi Metagalaktika tashqarisidagi obyktlar ham shunday xususiyatga ega deb faraz qilsak, butun koinot nostatsionar ekan degan xulosaga kelamiz. Butun koinotning tashkil etuvchilari bir-biridan uzoqlashmoqda deganda, biz ularni o'z ichiga olgan fazo kengaymoqda degan xulosaga kelamiz. Haqiqatdan ham kengayayotgan ideal gazda atomlar va molekularlar bir-birlaridan qochmaydi, balki bosim kuchi ta'sirida gazning hajmi kattalashadi.

Koinotning kengayish tezligini masofaga bog'liq ravishda ortib borishini ham koinotdagi fazo kengaymoqda deyish oson tushuniladi.

Adiabatik kengayayotgan ideal gazdagi ikkita molekulani bir-biridan «uzoqlashish» tezligi ular orasidagi masofa o'zgarishining vaqtga nisbatiga teng. Molekulalar bir-birlaridan qancha uzoqda bo'lsa, ular orasidagi masofaning ortish miqdori shuncha katta bo'ladi, demak uzoqlashish tezligi shuncha katta bo'ladi yoki havo shari olib uni shishira boshlasak, shar sirtiga siyoh bilan qo'yilgan ikki nuqta bir-biridan uzoqlasha boshlaydi, uzoqlashish tezligi nuqtalar orasidagi masofaga bog'liq, masofa qancha katta bo'lsa, tezlik ham shuncha katta bo'ladi.

Koinotning kengayishini mashtab faktori $R(t)$ ning o'zgarishi bilan ifodalash mumkin. Hozirgi paytda ikkita galaktika orasidagi masofa r_0 bo'lsa, u biror ixtiyoriy t vaqt momentida $r(t) = R(t_0)r_0$ bo'ladi, ya'ni $t = t_0$ bo'lganda $R(t_0) = 1$ va $r = r_0$.

Endi $r(t)$ ni vaqt bo'yicha o'zgarishini ko'raylik. t dan $t + dt$ gacha bo'lgan vaqt oralig'ida masofaning o'zgarishi quyidagicha:

$$dr = r(t + dt) - r(t) = r_0(R(t+dt) - R(t)) = r_0 dR.$$

Bu yerda, dR — mashtabning dt vaqt ichida o'zgarishi. Agar endi orttirmalarni dt ga bo'lsak va $r_0 = \frac{r(t)}{R(t)}$ ni hisobga olsak quyidagicha bo'ladi:

$$\frac{dr}{dt} = \frac{dR}{dt} \frac{r(t)}{R(t)} \text{ yoki } v = \frac{dR}{dt} \frac{r}{R}. \quad (1)$$

Tezlik (v) uchun topilgan bu formulani Xabbl formulasi bilan solishtirsak $H = \frac{1}{R} \frac{dR}{dt}$ ekanligini topamiz. Ya'ni har bir vaqt momentida Xabbl doimiy (H)si koinotning barcha kuzatilayotgan nuqtalarida bir xil bo'ladi. t — kosmologik vaqt deb ataladi. Koinot modelini tuzish $R(t)$ ning har xil kosmologik vaqt momentlari uchun qiymatini topish demakdir. Bu masalani yechish uchun biror vaqt momentida barcha nuqtalari va yo'nalishlarida Koinotning xossalari va $R(t)$ bir xil deb faraz qilinadi. Bu Koinotning bir jinsli va izotropiligini ifodalaydi.

6.3. Kritik zichlik

Koinotning kengayish xususiyati undagi o'rtacha modda zichligiga bog'liqligini va ρ zichlikli bir jinsli bulutning uning ichidagi markazidan r masofada joylashgan m massali sinov zarraga ta'sir etayotgan kuchlarni ko'rib chiqaylik. Zarraga ta'sir etayotgan tortishish kuchi, r radiusli sfera ichidagi massa

$$M_p = \frac{4}{3} \pi r^3 \rho \quad (3)$$

ga bog'liq. Faraz qilaylik, zarra v tezlik bilan harakat qilmoqda va r_0 uzoqlikda u v_0 tezlikka ega bo'lgan. Harakat davomida zarraning kinetik

$E_k = \frac{mv^2}{2}$ va potensial $E_p = -\frac{Gm}{r}$ energiyalari yig'indisidan iborat bo'lgan to'la energiya o'zgarmaydi va bir birlik massa uchun

$$\mathfrak{M} \quad \frac{E}{m} = \frac{v^2}{2} - \frac{G}{r} = \frac{v_0^2}{2} - \frac{G}{r_0} = \text{const}$$

yoki

$$v^2 = \frac{2GM}{r} + 2E. \quad (4)$$

Agar \mathfrak{M} o'rniga uning yuqoridagi ifodasini qo'ysak

$$\left(\frac{dr}{dt}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho r^2 + 2E. \quad (5)$$

Agar $E_k > E_p$ bo'lsa, zarra bulutni tark etadi va undan cheksiz uzoqqa-cha uzoqlashadi. Aks holda, agar $E < 0$ bo'lsa $r_m = \frac{G}{|E|}$ uzoqlikda zarraning tezligi nolga teng bo'ladi.

Koinotda barcha nuqtalar bir xil maqomga ega \mathfrak{M} va u biror ajratilgan markazga ega emas. Biz galaktikalarning uzoqlashish tezligini bizning Galaktikamizga nisbatan o'lchaganmiz va Xabbl doimiysi H ni ularga asoslanib topganmiz. Shuning uchun Galaktika atrofida r — radiusli sferik sirtlar bor deb faraz qilamiz va bizdan r masofadagi «sinov zarrachasi» — galaktikani harakati qanday bo'lishini ko'rmoqchimiz. Xabbl qonuniga asosan bu galaktika bizdan $v = Hr$ tezlik bilan uzoqlashmoqda. Agar yuqoridagi (5) formulaga tezlik o'rniga uning bu ifodasini qo'ysak, quyidagi munosabatni olamiz:

$$\frac{8\pi G}{3} \left(\frac{3H^2}{8\pi G} - \rho \right) r^2 = 2E \quad (6)$$

Bu yerda: ρ — r radiusli sfera ichida o'rtacha modda zichligi, u sfera ichidagi galaktikalar va ular orasidagi tarqoq modda massalari yig'indisini sfera hajmiga nisbati bilan topilgan. (6) formulaning chap tomonidagi qavs ichida zichliklar ayirmasi keltirilgan va undagi $\rho_{kr} = \frac{3H^2}{8\pi G}$, bu yerda kritik zichlik deb olib, (6) formulaga qo'yamiz:

$$\frac{8\pi G}{3} (\rho_{kr} - \rho) r^2 = 2E. \quad (7)$$

Agar r radiusli sfera ichida o'rtacha modda zichligi kritik zichlikdan kichik ($\rho < \rho_{kr}$) bo'lsa, u holda to'la energiya $E > 0$ bo'ladi va galaktika (zarra)ning harakati cheklanmagan ozod holda davom etaveradi va u cheksizlikkacha uzoqlashishi mumkin. Agar $\rho > \rho_{kr}$ bo'lsa, $E < 0$, ya'ni

to'la energiya manfiy va galaktika (zarra) maksimal $r_m = \frac{GM}{|E|}$ masofagacha uzoqlashgandan keyin u to'xtaydi va keyin massa markazi tomon harakat qilaboshlaydi.

6.4. Kosmologik modellar

Koinotning kengayish sur'ati undagi o'rtacha modda zichligi ($\bar{\rho}$)ga, to'g'rirog'i o'rtacha zichlik bilan kritik zichlik (ρ_{kr}) ayirmasiga, demak to'la energiya (E) ga bog'liq. (4) formuladan ko'rish mumkinki, tortishish maydonida to'la energiya har bir vaqt momentida moduli bo'yicha o'zgarmas qiymatga ega bo'lishi kerak. Hozirgi kunda Xabbl qonuniga asosan galaktikalarning qochish tezligi $v_0 = Hr_0$ va $H = 73 \text{ km/s} \cdot \text{Mpc}$ — o'zgarmas qiymat. Bunday tezlikdagi birlik massaning energiyasi masofaning (r_0) kvadratiga proporsional bo'ladi va bu energiya to'la energiyadir. Koinot kengaygan sari u ortaboshlaydi, u hozirgi kunda manfiy qiymatga ega. Demak, E o'rniga $\frac{Kr_0^2}{2}$ ni qo'yishimiz mumkin. Bu yerda, K koinotni kengayishi sur'ati belgilovchi miqdor. U holda

$$\rho - \frac{3}{8\pi G} \left(\frac{1}{R} \frac{dR}{dt} \right)^2 = \frac{3K}{8\pi G} \frac{1}{R^2}, \quad (8)$$

$$\left(\frac{dR}{dt} \right)^2 = \frac{8\pi G}{3} K^2 \rho - K. \quad (9)$$

Bu tenglama kengayotgan gravitatsion maydonda masshtab faktori ($R(t)$) ning o'zgarishini ifodalaydi. U bu holda umumiy analitik yechimga ega emas. Chunki K masshtab faktoriga bog'liq va u bir birlik massaga ega elementar hajmning mexanik energiyasini ifodalaydi. Biroq (8) ning xususiy yechimlari mavjud. Masalan, $K = 0$ bo'lganda (8) formula

$$\left(\frac{dR}{dt} \right)^2 = \frac{8\pi G}{3} R^2 \rho(t) \quad (10)$$

shaklga keladi va $\rho(t) = \frac{\rho(t_0)}{R^3(t)}$ ligini hisobga olsak (8) formula aniq

$$R(t) = \sqrt[3]{6\pi G \rho(t_0) t^2}. \quad (11)$$

echimga ega. Bu yerda, $\rho(t_0)$ — hozirgi paytda koinotning o'rtacha zichligi. Bu yechimga ko'ra koinotning kengayishi cheksiz davom etaveradi. Bunday jarayonni ifodalovchi model Eynshteyn-de Sitter modeli deb ataladi va unga ko'ra fazo ochiq evklid fazosidan iborat. Agar $K > 0$ bo'lsa, koinotning

yopiq modeli olinadi. Yopiq modelga ko'ra hozirgi paytda kengayayotgan koinot ma'lum vaqtda maksimal kengayishga yetgach, kengayish to'xtaydi va teskari jarayon, siqilish boshlanadi. Bunday model pulsatsiyalanuvchi koinotni ifodalaydi.

Agar $K < 0$ bo'lsa, kengayish tezlashmoqda va cheksiz davom etadi. Bu model ochiq egrilangan fazoga mos keladi. Fazoning egriligi manfiy.

Yuqoridagi (7) va (8) tenglamalarni chiqarishda biz tortishish maydonida harakat qilayotgan birlik massaning to'la energiyasi, kinetik va potensial energiyalari yig'indisi, o'zgarish qiymatiga ega bo'lish kerak, degan farazga asoslandik va shu to'la energiyaning uch xil bo'lishi mumkin hollarini ko'rib chiqdik. Birlik massaga boshlang'ich impuls berilgan va u tortish kuchi ta'sirida harakat qilmoqda.

Boshlang'ich impuls qisqa vaqt davomida ta'sir etgan (jismni yuqoriga otgandagidek) kuch natijasimi (biz yuqorida shunday holni ko'dik) yoki impuls uzoq, hatto hozirgacha vaqt davomida birlik massaga berilganmi, tortish kuchi faqat gravitatsiya kuchimi yoki boshqa tabiatga ega tortish kuchi ham bormi kabi savollar har xil modellar tuzishga asos bo'ldi.

Bu modellar (7) tenglamaning o'ng tomoniga yana bir had qo'shish yo'li bilan tuzildi. Bunda to'la mexanik energiya yuqorida qabul qilganimizdek

Kr_0^2 — ko'rinishda olinadi, qo'shilgan had esa Λr^2 ko'rinishda qabul qilinadi va u masofa (r) o'zgarishi bilan ortib boradi. (7) formuladan quyidagini hosil qilamiz:

$$\frac{8\pi G}{3} (\rho_{\text{at}} - \rho) r^2 = -Kr_0^2 + \frac{1}{3} \Lambda r^2; \quad \rho_{\text{sp}} = \frac{3H^2}{8\pi G}$$

va (2) formulani hisobga olsak, quyidagi kelib chiqadi:

$$\frac{3}{8\pi G} \left(\frac{1}{R} \frac{dR}{dt} \right)^2 = \rho - \frac{3K}{8\pi G} \left(\frac{r_0}{r} \right)^2 + \frac{\Lambda}{3} \frac{3}{8\pi G},$$

$$\left(\frac{dR}{dt} \right)^2 = \frac{8\pi G}{3} R^2 \rho - K + \Lambda R^2. \quad (12)$$

Bunda: Λ — kosmologik doimiy.

Bu tenglamani umumiy holda analitik yechimini olib bo'lmaydi va har xil hollarda mashtab faktorini vaqt bo'yicha o'zgarishi grafigini hisoblash yo'li bilan topish mumkin. Koinot xususiyatlarni tushuntirish maqsadida bir necha hollar ko'rib chiqilgan.

1. Agar $K > 0$ va $\Lambda \leq 0$ (ya'ni nolga yaqin bo'lsa), shuningdek, $K \leq 0$ (nolga yaqin) va $\Lambda < 0$ bo'lganda hisoblashlar pulsatsiyalanuvchi modelga olib keladi. Koinot $t=0$ da $R(0) = 0$ bo'lgan va shundan keyin $R(t)$ ortaboshlaydi. Ma'lum vaqtda maksimal qiymatga yetadi, undan keyin, kamaya boshlaydi. Galaktika orasidagi masofa ham shu tarzda o'zgaradi.

2. Agar $K > 0$ va kosmologik doimiy ma'lum «kritik» qiymatga teng $\Lambda = \Lambda_{kr}$ va

$$\Lambda_{sp} = \frac{R^3}{[4\pi G\rho(t_0)]^2}$$

bo'lsa, mashtab faktori $R(t)$ noldan boshlab ortaboshlaydi va cheksiz kelajakda maksimal qiymatga yetadi.

3. Agar kosmologik doimiylik o'zining kritik qiymatidan katta bo'lsa $\Lambda > \Lambda_{kr}$, u holda $R(t)$ noldan boshlab orta boshlaydi va ma'lum qiymatga yetgach uzoq vaqt davomida qariyb o'zgarimas holatda qoladi va undan keyin yana keskin ortaboshlaydi.

Bu modelni Vatikan Observatoriyasi olimi Lemetr ishlab chiqqan.

4. Agar $K = 0$ va $\Lambda = 0$ bo'lsa, yuqorida ko'rganimizdek (12) tenglama (10) holga keladi va aniq analitik yechim (11) ga ega bo'ladi. Bu Eynshteyn va de-Sitter modeli. Bu modelga ko'ra Xabbl doimiysi (H) masofaga teskari proporsional holda o'zgaradi, ya'ni

$$H = \frac{\dot{R}}{R} = \frac{2}{3t} \quad \text{va Koinot yoshi} \quad t_0 = \frac{2}{3H} = \frac{2}{3} t_{\text{voz}}$$

5. Agar $K > 0$ va $\Lambda = \Lambda_{kr}$ bo'lsa, ikkita yechim bo'lishi mumkin: a) $R(t) = R_0 = \text{const}$ — Eynshteyn «statsionar Koinoti» va b) Eddington-Lemetr modeli. Bu modelga ko'ra uzoq o'tgan zamonda $R(t) = R_1$ bo'lgan va shundan keyin ortaboshlagan, kelajakda chegarasiz ortadi.

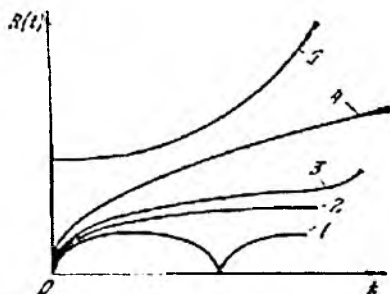
6. Nihoyat, $K = 0$ va $\Lambda > 0$ bo'lganda $R(t)$ ochiq evklid fazoni ifodalaydi va vaqt bo'yicha eksponensial $R(t) = \text{const} e^{Ht}$ tarzda o'zgaradi. Bu model de-Sitter tomonidan tuzilgan va uning nomi bilan ataladi. Bu model «statsionar Koinot» modeli bo'lib, unga ko'ra Koinotning kengayishiga qaramasdan zichlik «energetik maydon»dan hosil bo'lgan modda hisobiga o'zgarimas qiymatda saqlanadi.

Bu modelni F. Xoyl (Angliya) ishlab chiqqan va hozirgi paytda Koinotning «juda-juda dastlabki» paytlarida ro'y bergan «inflasyon davri» ni tasvirlashda qo'llaniladi.

Yuqorida sanab o'tilgan modellar 6.1-rasmda tasvirlangan.

6.5. To'g'ri modelni tanlash qiyinchiliklari

Nazariy ravishda tuzilgan (12) tenglama Koinotning o'ndan ortiq nazariy modellarini yaratishga sababchi bo'ldi. Biroq Koinotni yagona, qaysi model to'g'ri va aniq tasvirlaydi? Bu savolga faqat kuzatish natijalarining tahlili javob berishi mumkin.



6.1-rasm. Koinot modellarida mashtab faktorining vaqt bo'yicha o'zgarishi.

Kosmologik nuqtayi nazardan muhim bo'lgan bir necha muhim kattaliklar bevosita kuzatishlardan aniqlanadi; bular galaktikalar, kvazarlar va kvazagarning ko'rinma yulduziy kattaliklari (m), ularning spektrida chiziqlarning qizilga siljish miqdori (z), galaktikalarning burchak kattaligi (θ). Shuningdek, ma'lum yulduziy kattalikkacha (m) bo'lgan, galaktika va kvazarlarni sanash $N(m)$ asosida ham Koinotning tuzilishga oid ma'lum xulosalar chiqarish mumkin. Biroq bu ishning ma'lum qiyinchiliklari va nozik jihatlari borki, ularga e'tibor qilmay iloji yo'q. Shulardan biri kosmologiyada masofani o'lchash va u bilan bog'liq galaktikalar va kvazarlarning yulduziy va burchak kattaliklarini topish muammolaridir. Bu muammoga o'tishdan oldin modellarning yana bir xususiyatiga e'tibor qarataylik. Bu masshtab faktorini o'zgartirish sur'ati bilan bog'liq jihatlardir. Kosmologiyada modellarni tasvirlashda o'lchamsiz tezlanish parametri deb ataladigan quyidagi ko'rsatkich kiritiladi:

$$q(t) = -\frac{R(t)\ddot{R}(t)}{\dot{R}^2} \quad (13)$$

Bu yerda, \dot{R}, \ddot{R} — masshtab faktori ($R(t)$)dan vaqt bo'yicha olingan birinchi va ikkinchi hosila. Hozirgi payt ($t = t_0$) da $q(t_0) = q_0$.

a) kosmologiyada masofa muammosi. Astronomiyada masofa (l)ni aniqlashda yoritqichning ko'rinma (m) va absolut (M) yulduziy kattaliklarini bog'lovchi quyidagi formuladan foydalanamiz:

$$M - m = 5 + 5\lg\pi = 5(1 - \lg l).$$

Bu yerda, π — yoritqichning yillik parallaksi va u yoy sekundlarida ifodalanadi. Masofa (l) bilan π orasida quyidagicha bog'lan ish bor: $\pi'' = \frac{1}{l}$ yoki $l = \frac{1}{\pi''}$; l — parseklarda ifodalanadi. Ko'rinma yulduziy kattaligi (m) Pogson formulasiga asosan yoritqich nuri Yerda hosil qilayotgan yoritilganlik (E) bilan bog'liq. Yoritilganlik esa yoritqichning yorqinligi (L) bilan

$$E = \frac{L}{4\pi l^2} \quad (14)$$

bog'langan. Bu yerda qo'llanilgan masofa l — fotometrik masofadir, chunki u yoritqich yorug'ligining, to'g'rirog'i uning nuri hosil qilayotgan yoritilganligini o'lchash yo'li bilan topiladi. Statsionar Koinot modelida $R = \text{const}$ bo'lganda va yaqin masofalardagi yoritqichlarning fotometrik masofa (l) si ularning geometrik masofasiga teng.

Kengayotgan Koinotda masofa masalasi ma'lum xususiyatlarga ega. Bunday holda yoritilganlik yoki Yerda yuza birligiga tushayotgan nurlanish oqimi nafaqat geometrik nuqtayi nazardan, ya'ni masofaning kvadratiga teskari proporsional ravishda kamayishi, balki vaqt birligi ichida kuzatuvchiga yetib

kelayotgan kvantlar sonining kamayishi (sanash effekti) va energiyasining o'zgarishi (energiya effekti) ham e'tiborga olinadi.

Agar t_1 vaqt momentida birorta galaktikadan Δt_1 vaqt oralig'i farqi bilan kuzatuvchi tomon ikkita kvant chiqqan bo'lsa, ularni kuzatuvchi t_0 vaqt momentida Δt_0 oraliq bilan qayd qiladi. Kengayotgan Koinot nazariyasiga ko'ra quyidagicha bo'ladi:

$$\frac{\Delta t_1}{\Delta t_0} = \frac{R(t_1)}{R(t_0)} \quad \text{va} \quad R(t_0) > R(t_1) \quad \text{shuning uchun} \quad \Delta t_0 > \Delta t_1.$$

Kvantlar kelish vaqt oralig'i uzaydi yoki birlik vaqt oralig'ida qayd qilingan kvantlar soni, shunday vaqt oralig'ida galaktikadan chiqarilgan kvantlar sonidan kam bo'ladi.

Haqiqatdan agar Δt_1 va Δt_0 elektromagnit to'lqin davri deb qaralsa, ya'ni $\Delta t_1 = T_1 = \frac{1}{\nu_1}$ va $\Delta t_0 = T_0 = \frac{1}{\nu_0}$ bo'lsa va qizilga siljish tufayli $\lambda_0 = \lambda_1 + \Delta\lambda$

bo'lishini hisobga olinsa, $\frac{\Delta t_1}{\Delta t_0} = \frac{\nu_0}{\nu_1} = \frac{\lambda_1}{\lambda_0} = \frac{R(t_1)}{R(t_0)}$,

$$1 + z = \frac{R(t_0)}{R(t_1)}. \quad (15)$$

Yuqorida keltirilgan (1) formulaga ko'ra $r(t) = r_0 R(t) = r_0 R(t_0)(1+z)$ va galaktika nuri Yerda hosil qilayotgan yoritilganlik quyidagicha:

$$E_0 = \frac{L_1}{4\pi [r_0 R(t_0)(1+z)]^2}. \quad (16)$$

Shunday qilib, fotometrik (l) va kosmologik (r) masofalar orasidagi bog'lanish

$$l = r(1+z) \quad (17)$$

ekanligini topamiz. Bu bog'lanish masofalarni qanday o'zgartiradi? Shunday misolni ko'raylik. Kvazar (4G0534)ning qizilga siljishi $z=2.88$ va uning Xabbl qonuniga ko'ra fotometrik masofasi $l = \frac{c}{H} z = 17.3$ mlrd ps; kosmologik masofasi $r = \frac{l}{1+z} = 4.46$ mlrd ps.

Masofalar orasidagi bu farq Xabbl qonunini barcha z larga qo'llab bo'lmasligini ko'rsatdi va Xabbl qonuni $z \approx 0,3$ gacha o'rirlidir. Savol tug'iladi, kosmologik masofa bilan qizilga siljish orasidagi bog'lanish umumiy holda qanday ko'rinishga ega? Bu bog'lanish V. Matich (Germaniya) tomonidan topilgan va $q_0 > 0$ bo'lganda quyidagicha bo'ladi:

$$r = \frac{c}{Hq_0^2(1+z)} \left[q_0 z + (q_0 - 1)(\sqrt{1 + 2q_0 z - 1}) \right]. \quad (18)$$

$q_0 = 1$ bo'lsa, Koinotning berk modeli uchun Xabbl qonuni o'rnida $r = \frac{c}{H} \frac{z}{1+z}$

ni topamiz; agar $q_0 = \frac{1}{2}$ (ochiq evklid fazo) bo'lsa $r = \frac{2c}{H} \left[1 - \frac{1}{\sqrt{1+z}} \right]$.

Bu bog'lanish $z < 1$ bo'lganda Xabbl qonuni beradi. Shunday qilib, kosmologik (metrik) masofani kuzatishdan bevosita aniqlab bo'lmaydi va uning qiymati model turiga va tezlanish parametri (q_0)ga bog'liq.

b) Xabbl diagrammasi. Uzoq yoritqichlarning yorug'ligi (m) bilan ularning qizilga siljishini solishtirib, kengayotgan Koinotning xususiyatlari to'g'risida ishonchli ma'lumotlar olish mumkin. Tezlanish parametri $q_0 > 0$ bo'lganda (14), (17) va (18) dan ko'rinma bolometrik yulduziy kattaligi (m_b) bilan qizilga siljish z orasidagi quyidagi bog'lanishni topish mumkin:

$$m_b = 5 \lg \frac{1}{q_0^2} \left[q_0 z + (q_0 - 1)(\sqrt{1 + 2q_0 z} - 1) \right] + G. \quad (19)$$

$q_0 = 0$ bo'lganda $m_b = 5 \lg z \left(1 + \frac{1}{2} z \right) + C$. Bu formula yordamida m_b ni kuzatishdan olingani bilan solishtirib doimiy miqdor C aniqlanadi.

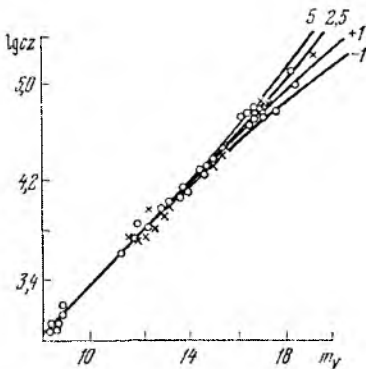
Odatda, yoritqichning yorug'ligi (m) biror to'lqin uzunliklari oralig'i, masalan, vizual yoki fotometrik diapazon uchun o'lchanadi. Galaktikaning yorug'ligi (m) bilan qizilga siljish orasidagi bog'lanishni tekshirganda qizilga siljish tufayli galaktika spektrida energiyaning taqsimlanishi egrigi chizig'ining uzun to'lqinlar tomon siljishi hisobga olinishi kerak. Bu esa (19)dan foydalanib $m_b - z$ (Xabbl diagrammasini) bog'lanishini tuzishga imkon beradi. Har xil q_0 va elliptik galaktikalar va radiogalaktikalar uchun bunday bog'lanish 6.2-rasmda keltirilgan. Rasmdan ko'rish mumkin diagrammaning q_0 ga bog'liqligi oydin emas.

d) Galaktikaning qizilga siljishi va burchakiy diametri orasidagi bog'lanish. Agar galaktikaning θ burchakiy, a — chiziqiy diametri va r — masofasi bo'lsa, quyidagicha nifodalanadi:

$$\theta = \arctg \frac{a}{r} \cong \frac{a}{r}; \text{ radian.}$$

Katta masofalarda egrilangan fazo yig'uvchi linza singari nurlanish yo'nalishini o'zgartiradi. Shuning uchun uzoq galaktikalarning burchakiy o'lchamlari ularning masofasiga bog'liq bo'ladi

$$\theta = a \frac{1+z}{r} = a \frac{(1+z)^2}{l}. \quad (20)$$



6.2-rasm. Yorug' elliptik galaktikalar va radiogalaktikalar uchun Xabbl diagrammasi va tezlanish parametrlarining bir necha qiymatlari uchun « $m-z$ » bog'lanishi.

Bu bog'lanishdan masofa (l) kattalashgan sari z kichik bo'lganda θ kichrayishi kelib chiqadi va θ ma'lum minimal qiymatga yetgandan keyin chegaralanmagan holda orta boshlaydi.

Hozirgi zamon teleskoplari, afsuski, hozircha θ ning orta boshlash chegarasini aniqlashga imkon bermayapti. Bu chegara $z \geq 1$ bo'lishi kerak. 18 va 20 formulalardan $z = 0.6$ bo'lganda $q_0 = 1$ uchun θ -ning qiymati $q_0 = -1$ uchun hisoblanganga qaraganda 1.6 marta katta bo'ladi. z ning qiymati yana ortishi bilan bu farq anchagina kattalashadi. Biroq hozirgi eng katta teleskoplarda o'lchash aniqligi chegarasida qolmoqda.

e) Radiomanbalar sonini hisoblash yo'li bilan Koinotning xususiyatlarini o'rganish. Ma'lum yorug'likkacha bo'lgan radionurlanish manbalar soni bilan shu minimal radiooqim orasidagi bog'lanish ham Koinot xususiyatlarini o'rganishga imkon beradi. Agar S — qayd qilish mumkin bo'lgan radiooqim energiyasi bo'lsa, manbaning fotometrik masofasi quyidagicha:

$$l = \sqrt{\frac{4\pi L}{S}}$$

U holda, radiusi l bo'lgan sfera ichidagi S dan katta oqim beraoladigan manbalar sonini quyidagicha ifodalash mumkin:

$$N(S) = \frac{4\pi}{3} l^3 \cdot n = \frac{(4\pi)^{5/2}}{3} n L^{3/2} S^{-3/2}$$

Bu yerda, n — birlik hajmda manbalar soni. Bir xil yorqinlikdagi ($L = \text{const}$) radiomanbalar bilan bir tekis to'ldirilgan statsionar Koinotda manbalar soni quyidagicha:

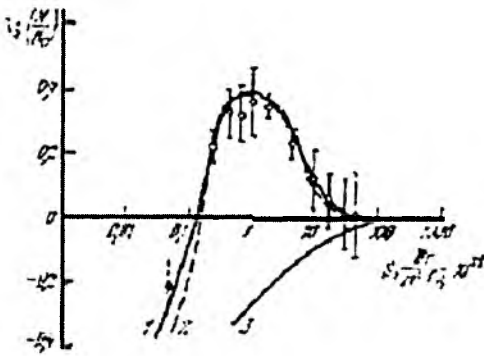
$$N = N_0 = AS^{-3/2}$$

Kuzatishlarning ko'rsatishicha (6.3-rasm) minimal radiooqim $0.3 \cdot 10^{-26}$ dan to $30 \cdot 10^{-26}$ vt/m²gs gacha bo'lgandagi manbalar soni N_0 dan ancha katta va $S < 0.3 \cdot 10^{-26}$ Vt/m²gs bo'lganliklariniki keskin kamayadi. Bu natijani quyidagi ikki taxminning biri asosida tushuntirish mumkin.

Ko'proq quvvatga ega manbalar tezroq rivojlangan va o'tgan zamonlarda ularning quvvati hozirgi zamondagidan kuchli bo'lgan hamda $z > 3$ da bunday radiomanbalar kuzatilmaydi (6.3-rasmda (1) egri chiziq). O'tgan zamonlarda eng quvvatli radiomanbalar konsentratsiyasi (n) hozirgi paytdagidan ancha katta bo'lgan: $n \approx (1 + z)^{5.7} \approx t^{-3.8}$ (6.3-rasmda (2) egri chiziq).

Demak, koinotning kengaishi mobaynida uning har bir obekti rivojlanib borgan. Qizilga siljishni hisobga olish natijasida olingan taqsimot 6.3-rasmdagi (3) egri chiziq bilan tasvirlanadi. 6.3-rasmda keltirilgan taqsimotlarni na Eddington-Lementr hamda de-Sitter modellari bilan tushuntirib bo'ladi.

e) Kritik zichlik va kosmologik doimiy muammosi. Koinot modelining xususiyatlarini bilish uchun metagalaktikada o'rtacha modda zichligi qiymatini bilish yetarliga o'xshab ko'rinadi. Chunki, agar $\rho > \rho_{kr}$ bo'lsa $k > 0$ va



6.3-rasm. Radiomanbalar soni bilan radionurlanish oqimi orasidagi bog'lanish.

miga bo'lsak, o'rtacha zichlik chiqadi. U $10^{-30} \div 10^{-31} \text{ g/sm}^3$ oraliqda bo'lish kerakligi aniqlanadi. 2001-yilgacha Xabbl doimiysining eski qiymatiga ($H \sim 50$) asosan hisoblangan kritik zichlik ham shu oraliqqa to'g'ri kelgan. Bu zichliklar bir-biriga teng emasmikan degan shubha mavjud edi. Xabbl Kosmik teleskopi yordamida bajargan tekshirishlar Xabbl doimiysining yangi, aniq qiymati $H = 74 \text{ km/s Mps}$ ni topishga imkon beradi. Bu yangi qiymatga asosan hisoblangan kritik zichlik ($\rho \sim 10^{-29} \text{ g/sm}^3$) o'rtacha zichlikdan ishonarli darajada farq qilishni ko'rsatdi.

Biroq yaqinda osmonning barcha tomonidan bir xil intensivlikka ega rentgen nurlanish qayd qilindi. Bu nurlanishni galaktikalararo fazodagi, temperaturasi 450 mln gradus bo'lgan, vodorod sochmoqda degan faraz qilindi.

Agar shunday bo'lsa, koinot moddasining asosiy qismi tarqoq holatda degan xulosa kelib chiqadi. Ikkinchidan, agar neytrinning tinch holatdagi massasi noldan farq qilishi to'g'ri bo'lib chiqsa, u holda koinotda neytrino massasi oddiy modda massasidan 30 marta ko'p chiqadi. Bular hisobga olinsa, o'tacha zichlik kritik zichlikni yana «quvib» o'tadi, ya'ni $\rho > \rho_{kr}$ bo'lib chiqadi.

Bular yuqorida ko'rib chiqilgan modellarning birinchisi Koinot xususiyatlarini qoniqlarli tushuntira oladi degan xulosaga olib keladi. Biroq pulsatsiyalanuvchi koinot modelida oddiy «siqilish va kengayish» bo'lishi mumkin emas. Termodinamikaning ikkinchi qonuniga asosan entropiya kengayish paytida ham, siqilish paytida ham ortib borishi, demak ketma-ket pulsatsiyalanishlarda amplituda va davr ortib borishi zarur. Bitta zarra uchun hisoblangan entropiya qiymati chegaralangan, demak Koinot cheklangan marta pulsatsiyalangan. Bunday holda vaqt bo'yicha cheksiz Koinot nazariyasini yaratib bo'lmaydi.

Agar $\rho \geq \rho_{kr}$ bo'lishiga qaramasdan koinotning cheksiz kengayishi o'rinni bo'lsa, u holda kengayishni tezlatuvchi kuch bo'lishi mumkin. Bu kuch itarish kuchi bo'lib, Kosmologik doimiylik orqali (12) tenglamada o'z

Koinot berk bo'ladi; hozirgi paytda kuzatilayotgan kengayish jarayoni to'xtashi va undan keyin esa siqilish jarayoni boshlanishi kerak. Haqiqatdan olingan barcha natijalar shunday bo'lsa kerak, degan xulosa qilishga undamoqda. Biroq bunday qarash qo'yilgan savollarga hali aniq javob berolmayapti. Agar metagalaktikada kuzatiladigan barcha galaktikalar va ular orasidagi gaz-chang modda massalari yig'indisini Metagalaktika haj-

ifodasini topgan. Kosmologik doimiylikni kiritishning zarurligi yana bir jihati mavjud. Kosmologik doimiylik Λ deb ham ataladi.

Kosmologik doimiylik Koinot materiyasining tabiati va tarkibiga bog'liq. Agar Koinot materiyasi atomlardan, yulduzlardan, sayyoralardan iborat deb hisoblansa, u holda Xabbl doimiysining yangi qiymatiga ko'ra koinotning "yoshi" 7 mld. yil bo'lib chiqadi. Holbuki yuqorida ko'rganimizdek sharsimon to'dalar yoshi bundan 1,5 marta katta. Bunday bo'lishi mumkin emas.

Oxirgi yillarda olingan natijalarga ko'ra Koinotda materiyaning uchdan birigina modda, ya'ni tortish maydoni hosil qiladigan materiya, qolgan qismi esa, aksincha itarish kuchi xususiyatiga ega va Koinotni tezlashgan holda kengayishini ta'minlaydi. Materiyaning bu ko'rinishi "qora energiya" nomini oldi. Shu munosabat bilan Kosmologik doimiylik koinotda modda miqdori nega aynan shunday munosabatda degan savol ko'ndalang turibdi. Bu yo'nalishda tekshirishlar olib borilmoqda va yaqin yillar ichida yaxshi natijalar kutilmoqda.

e) Pulsasiyalanuvchi Koinot yoshi qancha. Koinotning "yoshi" Koinot moddasining o'rtacha va kritik zichlik nisbatiga va moddaning fizik holatiga ham bog'liq:

$$t_0 = \frac{1}{H} f \left(\frac{\bar{\rho}}{\rho_{kr}} \right). \quad (21)$$

Koinot o'tmishda "sovuq" yoki "qaynoq" bo'lishi mumkin. Agar $\bar{\rho} = \rho_{sp}$ bo'lsa, sovuq koinot uchun $f \left(\frac{\bar{\rho}}{\rho_{kp}} \right) = 0,7$ va qaynoq uchun — 0,5. Agar $\frac{\rho}{\rho_{kh}} = 4$ bo'lsa, yuqoridagi hollarda uchun 0,5 va 0,3 bo'lishi kelib chiqadi.

Kaynoq Koinot modeli uchun $\frac{\rho}{\rho_{kp}} \geq 1$ bo'lsa (21*) formula.

$$t = \frac{1}{H} \frac{1}{1 + \sqrt{\Omega}}$$

ko'rinishga keladi. Koinot yoshi Quyosh sistemasinikidan kam bo'lmisligi kerak, demak $\Omega < 9$. Bu esa $\bar{\rho} < \rho_{sp}$ degan hulosaga olib keladi, ya'ni koinotda o'rtacha zichlik kritik zichlikdan kichik bo'lishi kerak.

6.6. Qaynoq Koinot modeli

6.6.1. Reliktiv (antiqiy) radionurlanish

Shunday qilib, 10 mlrd yil avval, hozirgi kunda galaktikalarga aylangan modda nihoyatda yuqori darajada zichlashgan holatda bo'lgan. Koinot esa kichik hajm egallagan. Bunday yuqori darajadagi modda qanday fizik holatda va qanday kimyoviy tarkibga ega bo'lgan? Koinotning modeli ana shu xususiyatlarga bog'liq. Haqiqatdan agar Koinot qaynoq bo'lgan bo'lsa, unda yadro reaksiyalari ro'y berishi kerak va demak, moddaning tarkibi

o'zgaradi. Bu esa o'z navbatida Koinot modeli va yoshini, yulduzlarning kattaligini, rivojlanish su'ratini belgilaydi. «Sovuq» Koinot modeli butunlay boshqacha bo'lib chiqadi.

XX asrning birinchi yarmida kosmologiyada ikkala modelni ham ma'qul jihatlari va kamchiliklari tarafdorlari va tanqidchilari bo'lgan. Faqat bu modellarni qaysi biri to'g'riligini isbotlovchi dalil, kuzatish natijasi bo'lmagan.

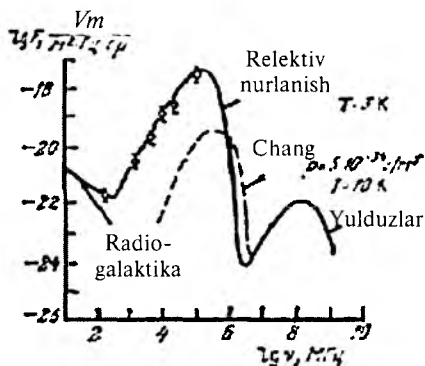
1965-yilda A. Penzias va R. Vilson (AQSH) 7,35 sm da radioto'lqinlar qabul qilishga mo'ljallangan yangi antennani (kosmik aloqa tizimiga mo'ljallangan) sinab ko'rayotganlarida to'satdan intensivligi radioantennaning yo'nalishiga bog'liq bo'lmagan radiosignallarni qayd qildilar. Bu signallar o'sha paytda ma'lum bo'lgan kosmik radionurlanish manbalarining (radiogalaktika, kvazar) birortasiga ham to'g'ri kelmas edi. Hisoblashlarning ko'rsatishicha, qabul qilingan radiosignallar intensivligi kosmik va Yer atmosferasida kuzatiladigan manbalaridan ikki marta kuchli edi.

Shundan keyin mabayi topilmagan bu radiosignallar boshqa to'lqinlar (0,8 mm dan 73 sm gacha)da ham o'lchandi va intensivligi to'lqin uzunligi (chastota) bo'yicha taqsilanish egri chizig'i olindi (6.4-rasm). Bu taqsimot absolut temperaturasi $T=2,7$ K bo'lgan issiqlik tabiatiga ega nurlanish manbaining spektri bo'lib chiqdi. Taqsimot maksimumi 1.1 mm ($3 \cdot 10^{11}$ gs) ga to'g'ri keladi. Bu radionurlanish osmonning barcha tomonidan bir xil intensivlikka ega bo'lgan holda kelar edi. Shuning uchun u mikroto'lqinli sahn nurlanish deb atala boshlandi. Galaktikalararo fazo shunday past (10^{11})gs chastotali kvantlar bilan to'ldirilgan. $T=2.7$ K temperaturadagi Stefan-Bolsman qonuniga asosan $u = aT^4 = 10^{-13}$ erg/sm zichlikka ega nurlanish to'g'ri keladi. Bunday radio kvantlarning o'rtacha energiyasi 10^{-15} erg va kvantlar konsentratsiyasi 400 sm^{-3} . Galaktikalararo fazoda zichlik 10^{-30} g/sm^3 . Shunday qilib, har bir zarracha (proton)ga 19 kvant to'g'ri keladi!!!

Bu natija hozirgi kunga to'g'ri keladi. Koinotning kengayishi natijasida kvantlar chastotasini

$$v_1 = \frac{R(t_0)}{R(t_1)}$$
 tarzda o'zgartishini hisobga olsak, uzoq (13,7 mld yil oldin) o'tmishda bu kvantlar chastotasi (demak energiyasi) juda katta bo'lgan. Bundan Koinot uzoq o'tmishda qaynoq bo'lgan degan xulosa kelib chiqadi.

A. Penzias va R. Vilson tomonidan kashf etilgan radionurlanish reliktiv (antiqiy), ya'ni qadimiy va noyob nurlanish bo'lib chiqdi. Uzoq o'tmishda Koinot



6.4-rasm. Relektiv radionurlanish va Metagalaktikada alohida kuzatiladigan barcha radiomanbalar umumiy o'rtacha spektrida oqim quvvatining taqsimlanishi.

nihoyatda qaynoq bo'lgan va kengayish natijasida soviy boshlagan, hozirgi kunda uning temperaturasi 2.7 K gacha pasaygan.

Bizning Galaktika o'zining mlrd lab yulduzlari (shu jumladan, Quyosh) bilan shu reliktiv nurlanish ummonida harakat qiladi. Harakatdagi kuzatuvchi Doppler effektiga ko'ra, harakat yo'nalgan tomondan past chastotali kvantlar qayd qilishi kerak. Reliktiv nurlanishda bu hodisa kuzatiladi. Sumbula va Asad yulduz turkumlari chegarasi tomon yo'naltirilgan radioteleskop o'rtachadan biroz yuqori, teskari tomon (Dalv yulduz turkumi)dan esa past intensivlikka ega reliktiv nurlanish qayd qiladi. Odatda, radionurlanish quvvati temperaturalarda beriladi, ya'ni:

$$T(\theta) = T_0 \left(1 + \frac{v}{c} \cos \theta\right). \quad (22)$$

θ — harakat tezligi yo'nalishi bilan antenna yo'naltirish o'qi orasidagi burchak; v — kuzatuvchining tezligi; c — yorug'lik tezligi.

Haqiqatdan ham Sumbula yulduz turkumi yo'nalishida temperatura nisbiy ortiqligi $\frac{\Delta T}{T} = 1.3 \cdot 10^{-3}$ ga mos keladigan reliktiv nurlanish intensivligi ortiqligi qayd qilindi. Bu temperatura ortiqligini ($\Delta T = T(\theta) - T_0$, $T = T_0$) yuqoridagi formulaga qo'ysak, kuzatuvchi tezligi $v = 390$ km/s ekanligini topamiz. Agar endi kuzatuvchi Quyosh sistemasi bilan birgalikda Galaktika markazi atrofida 250 km/s tezlik bilan (hozirgi paytda Oqqush yulduz turkumi tomon) harakat qilayotganini hisobga olsak, u holda Galaktika markazi reliktiv nurlanishga nisbatan 600 km/s tezlik bilan, Sumbula va Asad yulduz turkumlari chegarasiga tomon yo'nalishda ketayotganini topamiz.

Reliaktiv radionurlanish spektrida intensivlik taqsimotini o'zgartiruvchi yana bir hodisa kuzatiladi. Yuqorida aytganimizdek galaktikalar to'dalarida galaktikalararo fazo qaynoq (10^8 K) gaz (zarra konsentratsiyasi $N = 10^{-2} = 10^{-3} \text{ sm}^{-3}$) bilan o'ralgan bo'lishi mumkin. Reliaktiv fotonlar bunday to'dadan o'tayotganda undagi qaynoq gaz elektronlarida sochiladi va qiziydi. Natijada reliktiv nurlanish spektrida energiya taqsimoti o'zgaradi. Past chastotalarda intensivlik o'rtachadan pasayadi, yuqori chastotalarda esa aksincha kuchayadi (Ya.B. Zeldovich, R.A. Syunyayev, 1972-y.). 1984-yilda uchta galaktikalar yo'nalishida santimetr diapazonida reliktiv nurlanish intensivligi pasayishi (0,5–1,5 mK ga teng) qayd qilindi. Reliaktiv radionurlanish spektrini tekshirish kosmologiya uchun muhim natijalar va bilimlar bermoqda.

6.6.2. Kengayish boshida Koinot qanday bo'lgan?

Koinot kengaygan sari elementar hajm masshtab faktor ($R(t)$) ning kubiga proporsional ravishda kattalasha boradi. Shuning uchun ixtiyoriy vaqt momenti (t)da modda zichligi quyidagicha:

$$\rho_{\text{modda}}(t) = \frac{\rho(t_0)}{R^3(t)}. \quad (23)$$

Bunda, t_0 — kuzatish (hozirgi) momentiga mos keladi. Birluk hajmdagi fotonlar soni shunday qonun bo'yicha o'zgarib boradi. Energiya zichligi esa ham hajm ($R^3(t)$) o'zgarigani, ham kengayish ($R(t)$) ro'y berayotgani uchun

$$u = \rho c^2 = \frac{B}{R^4(t)} \quad (24)$$

masshtab faktorining to'rtinchi darajasiga teskari proporsional tarzda o'zgaradi. Bu yerda, B — doimiy miqdor. Koinotning kengayishi boshida $R(t) \approx 0$, zichlik $\rho(t)$ juda yuqori bo'lgan. Bu davrda nurlanish energiyasi zichligi u muhim rol o'ynagan. Agar (24) formulaning o'ng tomonidagi uchinchi va to'rtinchi hadlarni hisobga olmasak, u holda tenglama yechimi

$$R(t) = \left[\frac{32\pi GB}{3c^2} \right]^{1/4} t^{1/2},$$

ko'rinishda bo'ladi. U holda nurlanish zichligi quyidagicha bo'ladi:

$$\rho = \frac{u}{c^2} = \frac{2}{32\pi G t^2} = \frac{10^5}{t^2} \text{ g} \cdot \text{sm}^{-3}. \quad (25)$$

Bu bog'lanishga asoslanib kengayayotgan Koinotda temperaturaning o'zgarish qonunini topish mumkin

$$T = \left[\frac{3c^2}{32\pi G a R} \right]^{1/4} \sqrt{t} \approx \frac{3.4 \cdot 10^{10} \text{ K}}{\sqrt{t}}. \quad (26)$$

Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, kengayish jarayonida vaqt bo'yicha modda zichligi $\rho_{\text{modda}}(t) \approx t^{-3/2}$ nuriy energiya zichligiga $\rho_{\text{nuri}} \sim t^{-2}$ qaraganda sekinroq o'zgaradi.

Hozirgi zamonda $\rho_{\text{modda}}(t_0) = 10^3 \rho_{\text{nuri}}(t_0)$. Bu munosabatlardan $\rho_{\text{modda}}(t_0) = \rho_{\text{nuri}}(t_0)$ bo'lgan paytni topish mumkin. U $t_{\text{modda}} \approx 10^5$ yil. Yuqoridagi formulalarda $t \rightarrow 0$ da T va ρ cheksiz katta bo'ladi. Bu holat singulyarlik deb ataladi.

Singulyarlik yaqinida klassik gravitatsion maydon uchun yuqoridagi tenglama yechimlarini qo'llab bo'lmaydi, u yerda gravitatsion maydonning kvant xususiyatlari namoyon bo'ladi. Singulyarlikning mavjudligi koinot rivojlanishi vaqt bo'yicha chegaralangan, degan xulosaga olib keladi va Koinot

«yoshi» ni belgilaydi $\left(t_0 = \frac{2}{3H} \right)$. Bu holda koinot yoshi bilan birga uning o'lchamini ham ko'rsatish mumkin, u ct_0 ga teng bo'ladi. Bu o'lcham t_0 vaqtda, ya'ni hozirgi paytda fazoning kuzatish mumkin bo'lgan sohasi chegarasigacha (kosmologik gorizontgacha masofani) belgilaydi. Bu soha vaqt

o'tishi bilan kattalasha boradi. Hozirgi kunda $r = ct_0 \approx \frac{c}{H_0} \approx 4000$ Mps ($H = 74$ km/s · Mps) va astronomik kuzatishlar (relyativ nurlanish ham shu jumladan) kuzatish mumkin bo'lgan bu fazoning yarmidan ko'pini o'zlashtirdi. Shunday qilib $r_g = ct_0$ — koinot chegarasi, kuzatilishi mumkin bo'lgan soha chegarasi yoki hodisalar gorizonti. Bu chegara ortidagi jaryonlarni biz kuzata olmaymiz. Relativ nurlanishning yuqori darajada izotropligi va katta koinotni bir jinsligi $r > r_g$ da ham bu xususiyat saqlanib qoladi, degan xulosaga olib keladi. Bu bir-biri bilan fizik bog'liq bo'lmagan sohalar $r < r_g$ va $r > r_g$ da qanday qilib bir xil temperatura va zichlik ro'y beradi degan savolni ko'ndalang qo'yadi. Nega Koinot modda va antimodda ko'ra assimetrik tarkib topgan, nega bitta zarraga (nuklonga) 10^9 ta foton to'g'ri keladi, nega koinotda materiya zichligi (ρ) kritik zichlikka

$\left(\rho_{kp} = \frac{3H^2}{8\pi G} \right)$ va fazo esa Evklid fazoga juda yaqin va nega dastlabki bir jinsli koinotda keyinchalik modda taqsimotida notekisliklar paydo bo'ldi. Bu muammolar koinot nazariyasi oldida turar edi va ular elementar zarralar fizikasi yutuqlari, elektromagnit, kuchsiz va kuchli bog'lanishlar nazariyasi (buyuk birlashuv) ming yaratilishi tufayli o'z yechimini topdi. Bu nazariyaga ko'ra $T=10^{28}$ K da o'ta og'ir zarralar, masalan, X-bozonlar ($m=10^{15}m_p$) hosil bo'ladi, shu bilan singulyarlik muammosi ham bartaraf etildi.

Boshlanishga yaqinlashgan sari fizik doimiyliklar yorug'lik tezligi (C), gravitatsion (G) va Plank (h) doimiyliklaridan ayrim (plank) birliklar l_p — uzunlik; t_p — vaqt; m_p — massa; ρ_R — zichlikni chiqarish mumkin:

$$l_p = \sqrt{\frac{Gh}{c^3}} \approx 1.6 \cdot 10^{-33} \text{ sm}; \quad t_p = \frac{l_p}{c} = \sqrt{\frac{Gh}{c^5}} \approx 5,3 \cdot 10^{-44} \text{ s};$$

$$m_p = \sqrt{\frac{ch}{G}} \approx 2,2 \cdot 10^{-5} \text{ g}; \quad \rho_p = \frac{m_p}{l_p^3} = \frac{c^5}{G^2 h} \approx 5 \cdot 10^{93} \text{ , g/sm}^3 \text{ .}$$

Yuqoridagi tenglamalar (22)–(25) yechimi koinot kengayishining $t=10^{-44}$ nchi sekunddan, ya'ni plank erasidan boshlab tasvirlaydi, deb hisoblanar edi. Hozirgi paytda Koinot kengayishi boshi $t_f \approx 10^{-35}c$ da deb hisoblanadi. Bu holatgacha Koinot «shishgan» va unda bosim manfiy bo'lgan hamda t_p dan t_c gacha vaqt oralig'i inflatsion davr deb ataladi. Bu davr mobaynida masshtab faktorini o'zgarishi de-Sitter modeliga mos keladi va singulyarlik bartaraf etiladi. $t \approx t_f$ dan boshlab Koinot kengayishini Fridman modellaridan biri, masalan, pulsatsiyalanuvchi model yordamida tasvirlash mumkin.

Koinotning shishishi natijasida zarralar va antizarralar «tug'ilishi» boshlanadi. Bungacha Koinot fizik vakuum xususiyatlariga ega bo'lgan zarralar

(annizarralar) virtual bo'lgan. $t = 10^{-35}$ c da $T = 10^{28}$ K bo'lgan va shundan keyin X-bozonlar va ularga mos keladigan antizarralar (\bar{X}) ning parchalanishi boshlanadi, natijada proton va neytron, elektronlar va neytrinolar hosil bo'ladi.

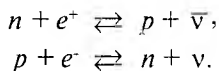
Bu zarra (X-bozon) larning parchalanish ehtimoli biroz farq qiladi. Shu tufayli Koinotda modda va antimodda miqdori har xil bo'lib qolgan. Koinotning kengayishi jarayonida zarralar va antizarralarning o'zaro annigilyatsiyasi (qo'shilib yonishi va energiyaga aylanishi) boshlangan va natijada fotonlar soni nuklonlarnikidan 10^9 marta ko'payib ketgan.

6.6.3. Kimyoviy elementlarning hosil bo'lishi

Koinot moddasining atomlar soni bo'yicha taxminan 8% geliy va 92% vodoroddan iborat, qolgan kimyoviy elementlar soni 1% dan oshmaydi. Bunday kimyoviy tarkib koinot evolutsiyasining dastlabki ($t = 0 \div 100$ s) davrida shakllangan. Qaynoq koinot modelida bunday tarkib bir necha davrlarga (era) bo'lib tasvirlanadi:

1) andron, og'ir zarralar va mezonlar erasi: bu era vaqt shkalasi bo'yicha $t < 0,0001$ sekundga mos keladi; bunda zichlik $\rho > 10^{14}$ g/sm³ temperatura $T \geq 10^{12}$ K bo'lgan va nurlanish asosiy rol o'ynagan. Bu davr oxirida og'ir zarralar shunday antizarralar bilan qo'shilib, massasi energiyaga aylangan (annigilyatsiya) va ko'p bo'lmagan miqdorda qolgan dastlabki modda musbat zaryadli protonlarga aylangan.

2) Lepton erasi: temperatura $10^{10} < T < 10^{12}$ K, zichlik $10^4 < \rho < 10^{14}$ g/sm³ bo'lgan. Bu davr $0.0001 < t < 10$ c vaqt oralig'iga to'g'ri keladi. Bunda, yengil zarralar — elektronlar (e^-) va pozitronlar (e^+) neytrino (ν) va antineytrino ($\bar{\nu}$) lar asosiy rol o'ynaydi. Ular proton va neytronlarni bir-biriga aylanishida ishtirok etadi:



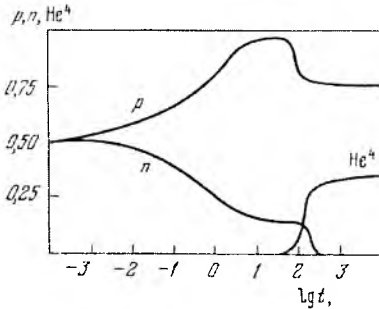
Sovish natijasida protonlarning nisbiy soni neytronlar hisobiga ortib, deyeriy (D), tritiy (T), geliy izotopi ³He va nihoyat turg'un ⁴He hosil bo'ladi. Barcha asosiy yadroviy almashinuvlar $t \leq 100$ c da tugaydi.

3) Nurlanish erasi: temperaturasi $3000 < T < 10^{10}$ K va zichlik $10^{-21} < \rho < 10^4$ g/sm³ oraliqlarda bo'lganda ro'y beradi. Nurlanish erasining keyingi bosqichida $t = 10^{13}$ c gacha, elektronlar protonlar bilan birikib neytral vodorod atomi hosil bo'laboshlaydi. Temperatura 3000 K ga yaqinlashgach vodorodning ionlanishi to'xtaydi, nurlanish moddadan ajraladi. Bu momentdan boshlab koinotning kengayishida nurlanish emas, balki modda asosiy rol o'ynaydi.

4) Modda (yulduzlar) erasi: 1 mln ninchi yildan boshlanadi. Bu paytga kelib $T \approx 3\,000$ K $\rho \sim 10^{-21}$ g/sm³ va koinotni to'ldirib turgan qaynoq gaz keyinchalik galaktikalar va yulduzlar hosil qiladigan ulkan bulutlarga ajrala-boshlaydi.

6.7. Gravitatsion noturg'unlik, galaktikalar va yulduzlar hosil bo'lishi

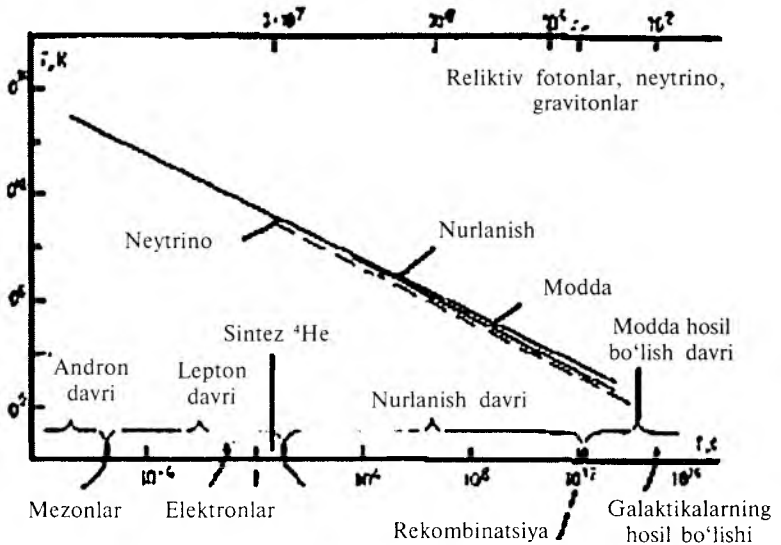
Koinotni bir tekis va izotrop tarzda to'ldirib turgan qaynoq gaz qanday yo'l bilan va nega mayda bo'laklarga (protogalaktikalarga) bo'linib ketadi. Kengayotgan cheksiz katta gaz bulut uzoq vaqt muvozanatda tura olmaydi. Tortishish kuchlari ta'sirida u albatta bo'laklarga bo'linib ketadi. Bunday xulosani 1902-yilda J.X.Jins (1877—1946) asoslab berdi.



6.5-rasm. Koinotning dastlabki kengayish davrida protonlar, neytronlar va geliy atomi yadrolari sonining vaqt bo'yicha o'zgarishi.

Agar bir jinsli turg'un muhitda biror ta'sir qilsa, masalan, tovush to'liqini (λ) tarqalsa, unda λ kattaligidagi quyuvliklar (notekisliklar) hosil bo'ladi yoki o'z tortishish kuchi ta'sirida surilib sochilib ketadi. Bu muhitning temperaturasiga, zichligiga va hosil bo'lgan notekislik o'lchamiga bog'liq. Ma'lum kattalikka ega notekisliklar siqilaboshlaydi, undan kichiklari tarqalib ketadi. Bu esa kritik kattalik kuchlarni tenglashtirishiga mos keladi. Notekislik

(kondensatsiya) ga gaz bosimi kuchi $P_2 = \bar{R} \frac{\rho}{\mu} T$ va tortishish kuchi



6.6-rasm. Koinotda materiyaning evolutsiyasi: absissa — temperatura, ordinata — vaqt.

$P_G = \frac{G\mu^2}{\lambda_l^2} = G\rho\lambda_l^2$ ta'sir etadi. Bu yerda: \bar{R} — gaz doimiysi; λ_l — kritik kattalik (gravitatsion noturg'unlik o'lchami).

Bu kuchlarni tenglashtirsak kritik kattaliklarni topamiz:

$$\lambda_l = \sqrt{\frac{\bar{R}T}{G\mu\rho}} \mathfrak{M} \equiv \lambda_l^3 \cdot \rho = 2 \cdot 10^{-10} \mathfrak{M} \oplus \sqrt{\frac{T^3}{\rho}}. \quad (27)$$

Bu jins noturg'unligi ro'y bergan gaz bulutning kattaligi. Bu notekislik (protogalakтика) massasi, ya'ni quyuqmaning massasi T va ρ ga bog'liq. Agar protogalakтика hosil bo'lishi arafasida zichlik $\rho = 10^{-24} \text{ g/sm}^3$ (bu bizning Galaktikada o'rtaicha zichlik) bo'lsa, massasi $\mathfrak{M} = 10^{11} \mathfrak{M}_\odot$ yuz mld. Quyosh massasiga teng quyuqma hosil bo'lishi uchun muhit temperaturasi $T = 10^6 \text{ K}$ bo'lishi kerak. Agar T bundan past bo'lsa, hosil bo'ladigan quyuqma massasi kam bo'ladi.

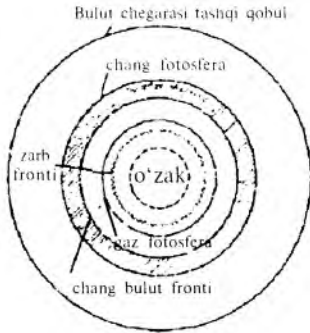
Yuqoridagi jins noturg'unlik kriteriysi yordamida yulduz hosil bo'lishni ham tushuntirish mumkin. Bizning Galaktikadek massaga ega bo'lgan quyuqma (kondensatsiya) protogalakтика $t = 10^{15} \text{ c} = 10^8$ yil mobaynida shakllanadi. Bunday muddat davomida protogalakтика massasi $10^5 - 10^6 \mathfrak{M}_\odot$ bo'lgan alohida-alohida bo'laklarga ajralishi muqarrar. Bu bo'laklarning siqilishi tez sovish bilan birga ro'y beradi. Massasi yulduz massasiga teng kondensatsiya (protoyulduz)da siqilish davom etishi uchun undan siqilish hisobiga hosil bo'lgan energiya fazoga sochilib turishi kerak. Aks holda moddaning temperaturasi shu darajagacha ko'tariladiki, unda gaz bosimi siqilishni to'xtatish uchun yetarli bo'lib qoladi. Siqilish energiyasini chiqarib yuboradigan mexanizm gaz-chang bulutdan sochilayotgan infraqizil nurlanish bo'lishi mumkin. Massasi Quyoshnikidek keladigan quyuqma hosil bo'lishi uchun muhitning zichligi $\rho = 10^{-10} \text{ g/sm}^3$ va $T = 1000 \text{ K}$ bo'lishi zarur.

Biroq hozirgi zamon yulduz evolutsiyasi nazariyasiga ko'ra, yuqorida aytganimizdek, yulduzlar gaz-chang bulutlardan hosil bo'ladi. Bunday bulutning temperaturasi 50 K , zichligi 10^{-20} g/sm^3 va uning nurlanishi uchun tiniq. Shuning uchun bu protoyulduzning dastlabki siqilishi erkin tushish tezlanishida ro'y beradi va protoyulduz radiusining ikki marta kichrayishi uchun quyidagicha vaqt

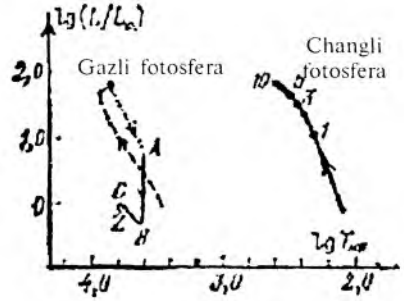
$$t_1 = \sqrt{\frac{2R^3}{Gm}} \approx \frac{1}{\sqrt{2G\rho}}, \text{ c}$$

kerak bo'ladi. $\rho = 10^{-20} \text{ g/sm}^3$ zichlikka ega Galaktikada bu $t_1 \approx 1 \text{ mln}$ yilga teng.

Bulutning siqilishi jarayonida uning markazida zichlik va temperatura tez suratlarda ortib boshlaydi va protoyulduzning o'zagi (yadrosi) hosil bo'ladi.



6.7-rasm. Yulduz hosil qiluvchi gaz va chang bulutning siqilish jarayonidagi ichki tuzilishi.



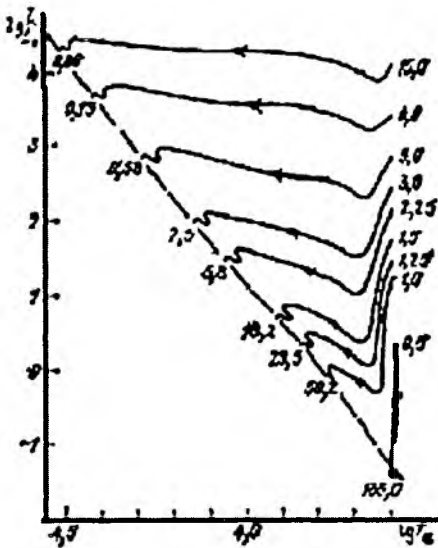
6.8-rasm. Massasi Quyosh massasiga teng protoyulduzning gazli va changli fotosfera temperaturasi va yorqinligining vaqt bo'yicha o'zgarishi.

O'zak yupqa modda qo'nish sohasi bilan o'ralgan. Qo'nish sohasi ustida zarb to'lqini joylashadi. Bu sohaga tushayotgan modda sekin tormozlanadi va qizib ketadi. Ajralib chiqqan energiya tashqari tomon sochiladi. Hisoblashlarga ko'ra protoyulduz o'zagi massasi yiliga $10^5 M_{\odot}$ dan ortib boradi va 1000 yildan keyin o'zak massasi $0,01 M_{\odot}$ ga, radiusi esa $3,45 R_{\odot}$ ga teng bo'ladi.

O'zakning massasi ortishi bilan uning temperaturasi ham ortaboradi va 20 000 yildan keyin u 10^6 K dan oshadi. Endi o'zakda deyteriyning yonishi boshlanadi va undan He hosil bo'laboshlaydi. Hosil bo'lgan energiya tashqi qatlamlar tomon konvektiv oqimlar vositasida uzatiladi.

50000 yildan keyin yulduzda konvektiv (uning markazi bundan istisno) oqimlar boshlanib ketadi. Zarb to'lqini oldida gaz fotosfera hosil bo'ladi. Biroq uning nurlanishi tashqi zich gaz-chang qobiqda yutiladi va protoyulduzdan chiqolmaydi.

Gaz-chang qobiq qiziy-boshlaydi va unda konvektiv oqimlar boshlanadi. Qizigan gaz-chang qobiqda temperatura notekisliklari hosil bo'ladi. Qaynoq elementlar tashqi tomon ko'tarilaboshlaydi va qobiq tashqa-



6.9-rasm. Har xil massaga ega protoyulduzlarning bosh ketma-ketlikka tushishidan oldin temperaturasi va yorqinligining o'zgarishi.

risi yaqinida o'z energiyasini infraqizil nurlanish sifatida fazoga sochadi, soviydi va qayta tushaboshlaydi. Gaz-chang qobiqda konvektiv oqimlar hosil bo'ladi va ular ichki qatlamlardan issiqlik energiyasini tashqi qatlamlar tomon tashiyboshladi. Gaz-chang qobiq moddasi protoyulduz markazi tomon tushayotgan bo'ladi. Gazli fotosfera nurlanishni yutayotgan gaz-chang qobiq qiziydi va infraqizil nurlanish sochadi. Siqilish boshlanishdan keyin 1000 yil o'tgach uning temperaturasi 116 K, yuz ming yil o'tgach — 414 K bo'ladi. Bu paytga kelib protoyulduz o'zagi massasi Quyosh massasiga yetadi. Protoyulduz effektiv temperatura (T) si va yorqinligi 6.8-rasmda tasvirlangan. Yulduz temperaturasiga yaqinlashgan protoyulduzlar infraqizil diapazonda nurlanish sochadi. Bunday manbalardan biri yuqorida tilga olingan Kleymann-Lou obyektidir. U Orion yulduz turkumida joylashgan yulduz hosil qiluvchi agregatda infraqizil nurlarda kuzatiladi.

Bunday obyektlardan yulduz hosil bo'ladi. Protoyulduzning siqilishi uning o'zagida yadro reaksiyalari boshlanguncha davom etadi. Yadroviy energiya manbai yulduzning siqilishini to'xtatadi. Yulduz turg'un holatga o'tadi. Gaz-chang qobiq qiziyboshlaydi va unda konvektiv oqimlar boshlanadi. Qizigan gaz-chang qobiqda temperatura notekisliklari hosil bo'ladi. Qaynoq elementlar tashqi tomon ko'tarilaboshlaydi va qobiq tashqarisi yaqinida o'z energiyasini infraqizil nurlanish sifatida fazoga sochadi, soviydi va qayta tushaboshlaydi. Gaz+chang qobiqda konvektiv oqimlar hosil bo'ladi va ular ichki qatlamlardan issiqlik energiyani tashqi qatlamlar tomon tashiyboshlaydi.

ADABIYOTLAR

1. *Martinov V.Ya.* Курс общей астрофизики. — М., 1986.
2. *Sobolev V.V.* Курс теоретической астрофизики. — М., 1975.
3. *Martinov V.Ya.* Курс практической астрофизики. — М., 1977.
4. *Klimishin I.A.* Астрономия наших дней. — М., 1980.
5. *Shklovskiy I.S.* Звезды: их рождение, жизнь и смерть. — М., 1977.
6. *Sattorov I.* Quyosh fizikasi. — 1980.
7. *Sattorov I.* Yulduzlar nuri tilga kirganda. — 1973.
8. *Sattorov I.* Kosmik stansiyalar sayyoralarini tekshiradi. — 1976.

Mundarija

Kirish	3	3.3.2. Spektrida yorug' emission chiziqlar ko'rinadigan yulduzlar	117
1-bob. Quyosh fizikasi		3.3.3. Chaqnovchi mitti (karlik) yulduzlar ...	120
1.1. Quyoshning asosiy fizik ko'rsatkichlari	5	3.3.4. Yangi va o'tayangi yulduzlar	123
1.2. Quyosh spektri	6	3.4. Yulduzlar evolutsiyasi	127
1.3. Quyoshning elektromagnit nurlanish tarkibi	8	4-bob. Galaktikaning tuzilishi va fizik ko'rsatkichlari	
1.4. Quyoshning tutash spektrida energiyaning taqsimlanishi va uning to'la energiyasi	11	4.1. Galaktikani tekshirishdan maqsad	132
1.5. Quyosh atmosferasi	14	4.2. Somon Yoli yoxud Galaktikanin ko'rinishi	132
1.6. Atmosferaning mayda strukturasi	18	4.2.1. Yulduz to'dalari va assotsiatsiyalari	135
1.7. Xromosfera va toj qatlamlarini qizdirilish mexanizmi	27	4.3. Gaz va chang tumanliklar	138
1.8. Quyoshning ichki tuzilishi	29	4.4. Galaktikada tarqoq holdagi chang va gaz	143
1.9. Quyosh aktivligi (faolligi)	39	4.4.1. Yulduzlararo changda yozug'likning kuchsizlanishi	144
1.10. Quyosh aktivligi qonuniyatlari	50	4.4.2. Yulduzlararo gaz	147
1.11. Quyosh magnit o'zgaruvchan yulduz, aktivligi mexanizmi	52	4.5. Yulduzlararo moddaning fizik holati va o'zgarishi	154
1.12. Quyosh aktivligining Yerga ta'siri	53	4.6. Galaktikaning tuzilishi va tarkibi	159
2-bob. Quyosh sistemasi jismlarining tabiati		5-bob. Galaktikalar va Metagalaktika	
2.1. Quyosh sistemasiga kiradigan jismlarni tekshirishning xususiyatlari	57	5.1. Galaktikadan tashqi obyektlar	162
2.2. Atmosferada fizik sharoit, sirkulyatsiya va dissipatsiya	63	5.2. Galaktikalarni sinflarga ajratish	163
2.3. Yer tipidagi sayyoralar atmosferasi	65	5.3. Galaktikalarning uzozqligini o'lcash usullari	165
2.4. Yer tipidagi sayyoralarni ichki tuzilishi	71	5.4. Galaktikalarning fazoda taqsimlanishi	166
2.5. Gigant sayyoralar atmosferasining tuzilishi ..	73	5.5. Galaktikalar spektrida (chiziqlarning) qizilga siljishi va Xabbl qonuni	167
2.6. Gigant sayyoralarining ichki tuzilishi	78	5.6. Galaktikalarning fizik xususiyatlari	169
2.7. Sayyoralar yo'ldoshlari	79	5.7. Radiogalaktikalar va kvazarlar	174
2.8. Quyosh sistemasining kichik a'zolari	81	6-bob. Koinot modellari va yulduz evolutsiyasi. Kosmogoniya va kosmologiya masalalari	
2.9. Quyosh sistemasining kelib chiqish gipotezasi	88	6.1. Kuzatish natijalari va masalalari	177
3-bob. Yulduzlar fizikasi		6.2. Nostatsionar koinot va masshtab faktori ...	179
3.1. Statsionar yulduzlar	91	6.3. Kritik zichlik	180
3.1.1. Statsionar yulduzlarning fizik ko'rsat- kichlari	91	6.4. Kosmologik modellar	182
3.1.2. Yulduzlar spektri	97	6.5. To'g'ri modelni tanlash qiyinchiliklari ...	185
3.1.3. Yulduzlarning umumiy fizik ko'rsatkich- lari orasidagi bog'lanishlar	103	6.6. Qaynoq Koinot modeli	191
3.2. Qo'shaloq atrofida gaz-disk va sayyoralar bor yulduzlar	105	6.6.1. Reliktiv (antiqiy) radionurlanish	191
3.2.1. Qo'shaloq yulduzlar	106	6.6.2. Kengayish boshida Koinot qanday bo'lgan?	193
3.2.2. Umumiy yorug'ligining o'zgarishiga ko'ra tizim a'zolarini tekshirish	108	6.6.3. Kimyoviy elementlarning hosil bo'lishi	195
3.3. Nostatsionar yulduzlar	112	6.7. Gravitatsion noturg'unlik, galaktikalar va yulduzlar hosil bo'lishi	197
3.3.1. Pulsatsiyalanuvchi yulduzlar	113	Adabiyotlar	201