

R.Ə.Hüseynov

ÜMUMİ ASTROFİZİKA

Azərbaycan Respublikası Təhsil
Nazirliyinin 10.07.2009-cu il tarixli
883 sayılı əmri ilə təsdiq edilmişdir.

Bakı – 2010

Redaktor: dos. Z.A.Səmədov

Rəyçilər: prof. N.İsmayılov,
dos. Ə.Babayev

52
H 98

R.Ə.Hüseynov. Ümumi astrofizika. Dərslik, Bakı: «Bakı Universiteti» nəşriyyatı, 2010, 368 səh.

Bu dərslik astronomiya və astrofizikanın tədris olunduğu universitetlərin, o cümlədən Bakı Dövlət Universitetinin fizika fakültəsinin tələbələri üçün nəzərdə tutulmuşdur.

Bakı Dövlət Universiteti
ELMİ KİTABXANA

H $\frac{1605040000 - 011}{M - 658(07) - 015}$ - 015 - 2010

© «*Bakı Universiteti*» nəşriyyatı, 2010

MÜNDƏRİCAT

Ön söz	6
Giriş. Astrofizikada tədqiq olunan elektromaqnit şüaları	7
I FƏSİL. ASTROFİZİKA CİHAZLARI	12
§1. Optik teleskoplar.....	12
§2. Radioteleskoplar.....	23
§3. Şüa qəbulediciləri.....	28
II FƏSİL. ASTROFİZİKA TƏDQIQAT ÜSULLARI	40
I HİSSƏ. ASTROFOTOMETRİYA	40
§4. Astrofotometriya və fotometrik kəmiyyətlər	40
§5. Görünən ulduz ölçüləri.....	43
§6. Görünən ulduz ölçüsü vasitəsilə teleskopun optik qüvvəsinin qiymətləndirilməsi.....	48
§7. Mütləq ulduz ölçüsü	50
II HİSSƏ. ASTROSPEKTROSKOPIYA	52
§8. Şüalanmanın mühitdə zəifləməsi və mühitin optik qalınlığı.....	52
§9. Mütləq qara cismin şüalanması və onun astrofizikada yeri.....	55
§10. Astrospektroskopiya istifadə olunan bəzi anlayışlar.....	58
§11. Spektral xətlərin genişlənməsi	71
§12. Dopler effekti və onun astrofizikada bəzi sadə tətbiqləri.....	72
§13. Astrospektroskopiyanın Kainat obyektlərinin kimyəvi tərkibini öyrənməyə tətbiqi haqqında ümumi anlayış.....	77
III HİSSƏ. FİZİKANIN BİR SIRA BÖLMƏLƏRİNİN ASTROFİZİKİ MƏXSUSİYYƏTLƏRİ	81
§14. Atom spektroskopiyaşının bəzi astrofiziki məxsusiyyətləri.....	81
§15. Nüvə fizikasının bəzi astrofiziki məxsusiyyətləri.....	85
§16. Astrofizikanın plazma fizikası ilə əlaqəsi haqqında ümumi anlayış.....	95
§17. Zərbə dalğaları haqqında ümumi anlayış.....	102
§18. Qeyri-istilik şüalanma mexanizmləri.....	106
III FƏSİL. GÜNƏŞ FİZİKASI	110
§19. Günəşin əsas xarakteristikaları.....	110
§20. Günəşin spektri, Günəş spektrində enerjinin paylanması, Günəşin kimyəvi tərkibi.....	116
§21. Günəşin daxili quruluşu.....	122
§22. Fotosfer.....	129
§23. Günəş xromosferi və tacı.....	137
§24. Günəşin radio şüalanması.....	142
§25. Xromosfer və tacın qızması.....	145
§26. Günəşin fəal törəmələri. Günəş fəallığı və onun yerə təsirinin bəzi təzahürləri.....	146

IV FƏSİL. GÜNƏŞ SİSTEMİ CİSİMLƏRİNİN FİZİKASI	160
I HİSSƏ. BÖYÜK PLANETLƏR	160
§27. Ümumi məlumat.....	160
§28. Yer planet kimi.....	161
§29. Ay.....	171
§30. Merkuri.....	175
§31. Venera.....	177
§32. Mars.....	180
§33. Yupiter.....	185
§34. Saturn.....	189
§35. Uran və Neptun.....	191
II HİSSƏ. GÜNƏŞ SİSTEMİNİN KİÇİK CİSİMLƏRİ	193
§36. Kiçik planetlər (asteroidlər).....	193
§37. Kometlər.....	195
§38. Planetlərarası fəzada toz mühiti və meteorlar.....	200
§39. Meteoritlər.....	202
§40. Zodiak işığı və əksparıltı.....	204
V FƏSİL. ULDUZLAR	206
§41. Ümumi məlumat.....	206
§42. Triqonometrik parallaks üsulu ilə ulduzlara qədər məsafənin təyini.....	207
§43. Ulduzun işıqlığı.....	208
I HİSSƏ. NORMAL ULDUZLAR	209
§44. Normal ulduzların spektral təsnifatı.....	209
§45. Kolorimetriyanın əsasları.....	213
§46. Ulduzların temperaturunun təyini.....	216
§47. Ulduzların radiusu.....	221
§48. Ulduzların kütləsi.....	222
§49. "Spektr-ışıqlıq" diaqramı, ulduzların işıqlıq sinifləri və spektral parallaks.....	226
§50. Ulduzlarda kütlə-ışıqlıq, radius-ışıqlıq, kütlə-radius, kütlə-temperatur əlaqələri. Kütlə və işıqlıq funksiyaları.....	234
§51. Ulduzların fırlanması. Ulduzların maqnit sahəsi.....	235
§52. Ulduzların daxilində fiziki şərait. Neytron ulduzları. Qara çuxurlar.....	238
§53. Ulduzların atmosferləri (fotosferləri).....	244
II HİSSƏ. QOŞA VƏ DƏYİŞƏN ULDUZLAR	247
§54. Qoşa ulduzlar.....	247
§55. Ulduzların görünməyən peykləri.....	257
§56. Dəyişən ulduzlar.....	259
§57. Döyünən-dəyişən ulduzlar.....	259
§58. Ulduzların döyünməsinin səbəbi.....	264
§59. Eruptiv dəyişən ulduzlar.....	267
§60. Pulsarlar.....	273
§61. Rentgen ulduzları.....	275

VI FƏSİL. BİZİM QALAKTİKA	279
§62. Ağ yol. Qalaktik koordinatlar	279
§63. Qalaktikada ulduzların paylanması. Qalaktikanın ümumi quruluşu.....	282
§64. Ulduz toparları	286
§65. Ulduzlararası toz və burada işığın udulması. Toz, qaz-toz və qaz dumanlıqları. Kosmik mazerlər.....	290
§66. Qalaktik radiomənbələr və ifrat yenilərin qalıqları.....	297
§67. Qalaktikanın maqnit sahəsi, qalaktik kosmik şüalar, qalaktik qamma şüalanma və qalaktik tac	2994
§68. Ulduzların məxsusi hərəkətləri və şüa sürətləri	300
§69. Günəş sisteminin hərəkəti	304
§70. Qalaktikanın fırlanması.....	306
VII FƏSİL. BAŞQA QALAKTİKALAR (QALAKTİKADANKƏNAR ASTRONOMİYA)	310
§71. Qalaktikaların təsnifatı və spektrləri	310
§72. Qalaktikalara qədər məsafənin təyini üsulları.....	313
§73. Qalaktikaların spektrində qırmızı sürüşmə	314
§74. Qalaktikaların fiziki xüsusiyyətləri	316
§75. Radioqalaktikalar, kvazarlar və kvazaqlar.....	319
§76. Qalaktikaların fəza paylanması.....	321
VIII FƏSİL. KOSMOQONİYANIN ELEMENTLƏRİ	324
§77. Göy cisimləri və onların sistemlərinin mənşəyi və təkamülü problemləri	324
§78. Ulduzların mənşəyi və təkamülünün ilk mərhələsi	325
§79. Ulduzların baş ardıcılıqdan çıxması. Ulduzların təkamülünün son mərhələsi.....	329
§80. Ulduz toparlarının yaşı.....	335
§81. Sıx qoşa ulduzların təkamül xüsusiyyətləri.....	338
§82. Qalaktikaların əmələ gəlməsi	341
§83. Planet kosmoqoniyasının elementləri.....	342
IX FƏSİL. KOSMOLOGİYANIN ELEMENTLƏRİ	349
§84. Kosmologiyanın məşğul olduğu məsələlər və əsas prinsipləri.....	349
§85. Nyutonun qravitasiya nəzəriyyəsinə əsaslanan bircins izotrop kainat modeli. Relyativist kosmologiya.....	352
§86. "Qaynar Kainat" modeli.....	357
ƏLAVƏLƏR	363
ƏDƏBİYYAT	368

Ön söz

Bu kitabın müəllifinin 1997-ci ildə Təhsil Nazirliyinin tövsiyəsi ilə "Maarif" nəşriyyatı tərəfindən ali məktəblər üçün buraxılmış "Astronomiya" dərslində astrofizika (eləcə də ulduzlar astronomiyası) sahəsinə də xeyli yer verilmişdir.

Astrofizikanın təkcə astronomiya deyil, fizikanın da bir bölməsi kimi çox böyük sürətlə inkişaf etməkdə olduğunu; eləcə də müəllifin 1997-ci ildə nəşr olunmuş kitabının kiril əlifbası ilə buraxıldığını nəzərə alaraq müəllif "Ümumi Astrofizika" dərsliyinin yazılmasını zəruri hesab etmişdir.

Müəllif, ali məktəblərin astronomiya müəllimlərindən, astrofizika və ona yaxın elmlər sahəsində çalışan alimlərdən və həmçinin oxuculardan kitab haqqında tənqidi qeydlərini ona çatdırmağı xahiş edir.

Kitab nəşrə hazırlanarkən Bakı Dövlət Universitetinin astrofizika kafedrasının əməkdaşları çox böyük zəhmət çəkdiklərinə görə müəllif öz dərin minnətdarlığını bildirir.

Giriş. Astrofizikada tədqiq olunan elektromaqnit şüaları

Astronomiya, hər şeydən əvvəl, müşahidə elmi olduğundan onun inkişafında müşahidə və müşahidələrin işlənilməsi texnikasının müstəsna əhəmiyyəti vardır. 1609-cu ildə Qaliley tərəfindən ixtira edilmiş ilk teleskopun astronomiya elmində inqilaba səbəb olması buna parlaq sübutdur. Əlbəttə, sonrakı on və yüzilliklərdə astronomiyada tətbiq edilən texnika növləri yeni-yeni geniş imkanlar açmış və açmaqdadır.

Texnikanın inkişafı, fizika və riyaziyyatın, informatika texnikasının müxtəlif sahələrinin astrofizikaya tətbiqi sayəsində astrofizika astronomiyanın ən böyük və çox əhmiyyətli bölməsinə çevrilmişdir. Bir növ müstəqil elm olan astrofizika, həm də müasir fizikanın böyük bir bölməsidir. Əslində astrofizika həm də fizika ilə texnikanın astronomiya baxımından sintezidir.

Astrofizika praktik astrofizika və nəzəri astrofizika kimi iki əsas bölmədən ibarətdir.

Elektromaqnit şüalanmasının qəbuledicilərinin növlərindən asılı olaraq astrofizikada müxtəlif müşahidə üsulları, məsələn, astrofotoqrafiya, astrofotometriya (vizual, fotoqrafik və fotoelektrik), astrospektroskopiya, kolorimetriya və s. vardır.

Astrofizikada bütöv bir mərhələ olan tamamilə yeni üsulların tətbiq edilməsi ilə aşağıdakı müasir tədqiqat bölmələri yaranmışdır: *radioastronomiya*, *ballon astronomiyası*, *kosmik tədqiqatlar da daxil olmaqla atmosferdənkənar astronomiya*, *rentgen astronomiyası*, *qamma astronomiya*, *neytrino astronomiyası*. Əlbəttə, bu bölmələrin yaranma tarixi müxtəlif olduğu kimi, inkişaf səviyyələri də müxtəlifdir. Məsələn, XX əsrin qırxıncı illərində təşəkkül tapmış radioastronomiya ilk illərdən o qədər aramsız və sürətlə inkişaf etməyə başladı və daim bu inkişafı davam etdirdi ki, müəyyən mənada o, müstəqil elm kimi formalaşdı. Texnikanın, xüsusilə kosmik texnikanın inkişafı nəticəsində astrofizikanın digər bölmələri böyük inkişaf yolundadır. İndi ən qısa dalğa uzunluqlu qamma şüalanmadan radiodalğalarına qədər elektromaqnit şüalanmasının tam spektrində müşahidələr aparılır. Başqa sözlə, müasir astrofizikada bütün dalğalarda elektromaqnit şüalanması haqqında müşahidə məlumatı əldə edilir. Kompleks müşa-

hidə materiallarının əsasında Kainat obyektləri haqqında "son söz" nəzəri astrofizikada deyilir. Yeri gələndə görəcəyik ki, nəzəri astrofizikada da ilk fikir deyilir, sonra müşahidələrlə yoxlanılır və çox zaman sübut olunur.

Yer atmosferi Kainat obyektlərinin elektromaqnit şüalanması qarşısında böyük maneədir. Bu atmosfer *optik spektrin* yalnız görünən ($3900 \div 7600 \text{ \AA}$) və yaxın ultrabənövşəyi ($3100 \div 3900 \text{ \AA}$) oblastlarındakı şüalar üçün, demək olar ki, tam şəffaf, yaxın infraqırmızı ($0,76 \div 15 \text{ mkm}$) oblastdakı şüalar üçün isə qismən şəffafdır. Qamma şüalar ($< 0,1 \text{ \AA}$) Yer atmosferinin atom və molekulları tərəfindən güclü sürətdə udulurlar, odur ki, əsasən atmosferdən xaricdə müşahidə olunurlar; rentgen şüalarına ($0, 1, 100 \text{ \AA}$) gəlincə, onlar yer atmosferinin molekulları tərəfindən udulduqlarına görə atmosferdən kənarında müşahidə olunurlar; yaxın infraqırmızı ($0, 76, 15 \text{ mkm}$) oblastdakı şüalar üçün Yer atmosferi arabir pəncərə olur, qalanları isə su buxarı, karbon qazı və başqa molekullar tərəfindən udulduqları üçün şüalanmanın bir qismi Yer səthinə çatır və beləliklə, Yerdə qismən müşahidə olunurlar; ($15 \text{ mkm} - 1 \text{ mm}$) oblastda şüalar yer atmosferində onun molekulları tərəfindən tam udulurlar; odur ki, xüsusi aerostatlar vasitəsilə qeydə alınırlar; radiodiapazona gəlincə millimetrik radiodalğaların bir qismi müstəsna olmaqla 20 metrlik dalğayadək radiodiapazonunda müşahidələr Yerdə aparılır; millimetrik dalğaların Yer səthinə çatmayan qismi Yer atmosferinin aşağı qatlarında udulurlar, $\lambda > 20 \text{ m}$ dalğalarda Kainat obyektlərindən gələn şüalar isə atmosferin ionosfer adlanan qatlarından əks olunaraq kosmik fəzaya qayıdırlar.

Cədvəl 1-də astrofizikada tədqiq olunan elektromaqnit spektrin diapazonları verilmişdir. Bu cədvəldən göründüyü kimi, doğrudan da elektromaqnit şüalanmasının qamma şüalarından radioşüalaradək bütün növlərində müşahidə materialları əldə etmək imkanı vardır.

Astrofizikada tətbiq olunan elektromagnit spektri

Spektr oblası	Dalğa uzunluğu	Yer atmosferində keçməsi	Müşahidə üsulları	Qəbulçular
Qamma şüalar	$< 0.1 \text{ \AA}$	Atmosferin $\sim 50 \text{ km}$ hündürlüyünə dək çatırlar, sonra O_2 , N_2 molekulları tərəfindən udulurlar	Atmosferdə nə qarastro-nomiyə üsulları (kosmik raketlər, süni peyqlər və s. ilə), qismən də bal-lon astronomiyası üsulu ilə	Foton sayğac-ları, ionizasiya kameraları, foto-emulsiyalar, lüminoforlar
Reyting şüalar	$0.1 - 100 \text{ \AA}$	Qısa dalğalı, reyting şüalar atmosferin $\sim 50 \text{ km}$ hün-dürlüyünə dək çatırlar, sonra O_2 , N_2 molekulları tərəfindən udulurlar; dalğa uzunluğu böyüdükce bu şüalar ardıcıl surətdə $\sim 50 \text{ km}$ -dən 120 km hündürlü-yə dək çatırlar, sonra O , N atomları və O_2 , N_2 molekulları tərəfindən udulurlar	Qamma şüalarının müşa-hidəsi üsulları	Qamma şüalan-mada olduğu kimi
Uzaq ultra-bə növşeyi şüalar	$100 - 3100 \text{ \AA}$	Qısa dalğalı uzaq ultra-bə növşeyi şüalar atmosferin $\sim 100 \text{ km}$ hündürlüyünə dək çatırlar, sonra O , N atom-ları tərəfindən udulurlar; dalğa uzunluğu böyüdükce bu şüalar ardıcıl surətdə O , N atomları ($\sim 120 \text{ km}$ -dən), N_2 molekulları ($\sim 160 \text{ km}$ -dən), O_2 molekulları ($80 - 100 \text{ km}$ -dən) və nə həyət, O_3 molekulları (40 km -dək) tərəfindən udulurlar	Atmosferdə nə qarastro-nomiyə üsulları	Fotoelektron gücləndiricilər, fotoemulsiyalar
Yaxın ultra-bə növşeyi şüalar	$3100 - 3900 \text{ \AA}$	Zəif udulurlar	Yerdəki rəsədxanalarda tətbiq olunan müşahidə üsulları	Uzaq ultra-bə növşeyi şüalarda olduğu kimi

<i>Astrofizikada tədqiq olunan elektromagnit spektri</i>			
Spektr oblastı	Dalğa uzunluğu	Yer atmosferindən keçməsi	Müşahidə üsulları
Görünən şüalar	3900 Å - 7600 Å	Zəif udulurlar	Yaxın ultrabənövşəyi şüaların müşahidə üsulları
Yaxın infraqırmızı şüalar	0,76 mikrom - 15 mikrom	Tropopauzaya qədər çatırlar, sonra H_2O , CO_2 və başqa molekulların sıx zolaqları yaranmasından müəyyən "pəncə"lərdə "Yerin səthinə" çatırlar.	Qismən "pəncələrdə" "Yerdəki rəsədxanələrdə" tədqiq olunan müşahidə üsulları
Uzaq infraqırmızı şüalar	15 mikrom - 1 mm	Starosferin üst qatlarına qədər çatırlar, sonra H_2O , CO_2 və başqa molekulların tərkibində güclü udulmaya məruz qalırlar	Bəllion astronomiyası üsulları ilə
Radio- dalğalar	1 mm - 20 m	(1-10) mm diapazonda təqribən 1-4,5 mm və 8 mm dalğalarda şüalar "Yerin səthinə" çatırlar, bu diapazonun digər dalğalarında şüalar atmosferin su buxanının tərkibində udulurlar; (1 sm-20 m) diapazondakı dalğalar "Yer atmosferindən" sərbəst keçirlər	Yaxın infraqırmızı şüalarda olduğu kimi Radioteleskoplar

Cədvəl 1 (davamı)

Qəbulçilər

Göz, fotoemulyasiyalar, fotokattodlar

Bolometrlər, termocütlər, fotomüqavimətlər, xüsusi fotokattodlar və fotoemulyasiyalar

Yaxın infraqırmızı şüalarda olduğu kimi

Radioteleskoplar

Başqa sözlə, bu o deməkdir ki, astrofizikada müşahidə olunan kvantlar 10^6 eV-dan (γ -şüalara məxsus kvantlardan) 10^{-6} eV-dək (metrlik radioşüalaradak) çox geniş enerji spektrini əhatə edir.

Aşağıdakıları nəzərə almaqla yuxarıda qeyd olunan enerjilər intervalını özünüzdə yoxlaya bilərsiniz:

$1\text{eV} = 1,6 \cdot 10^{-19}\text{C}$, ν tezlikli və ya λ dalğa uzunluqlu kvantın enerjisi $h\nu = hc/\lambda$ -dir; Plank sabiti $h = 6,626 \cdot 10^{-34}\text{C}\cdot\text{san}$; işığın vakuumda sürəti $c = 299792\text{ km/san} \approx 300000\text{ km/san}$ -dir.

I FƏSİL. ASTROFİZİKA CİHAZLARI

§1. Optik teleskoplar

1. Ümumi məlumat. Hər bir böyük kəşf kimi teleskopun da kəşfi təsadüf olmamışdır. Artıq XVI yüzillikdə sənətkar ustalar eynək linzaları hazırlaya bilirdilər. Bu, əslində teleskop və mikroskopun kəşfi üçün böyük addım idi. 1609-cu ildə Qaliley tərəfindən teleskopun kəşfi isə yuxarıda qeyd etdiyimiz kimi astronomiyada inqilab oldu.

Teleskopun üç funksiyası vardır:

1) göy cisimlərindən gələn elektromaqnit şüalanmasını toplamaq;

2) fokal müstəvidə obyektin və yaxud göyün müəyyən sahəsinin xəyalını qurmaq;

3) gözlə ayırd edilməyən nöqtəvi obyektlər arasındakı bucaq məsafəsini böyütməklə onların ayrılıqda görünməsinə nail olmaq.

Teleskopun əsas optik hissəsi onun obyektividir. Obyektiv, adətən, xüsusi boruda yerləşdirilir, cihazın digər hissələri, o cümlədən, qəbuledici sistemi müəyyən qurğuda cəmləşdirilir. Obyektiv lindən, güzgüdə və ya bunların kombinasiyasından ibarət olur. *Obyektiv linza olan teleskop refraktor adlanır* (refraktor sındıran deməkdir – linza işıq şüalarını sındırır); *obyektiv güzgü olan teleskop reflektor adlanır* (reflektor qaytaran deməkdir – güzgü işıq şüalarını qaytarır). Qalileyin teleskopu refraktor idi. Güzgüsünün diametri 3 sm, borusunun uzunluğu isə 15 sm olan ilk reflektor Nyuton tərəfindən hazırlanmışdır. Fotoqrafik, fotoelektrik, spektroskopik müşahidələr apararkən teleskopun fokal müstəvisində müvafiq olaraq fotolövhe, fotometrin giriş diafraqması, spektroqrafın yarığı yerləşdirilir.

Vizual müşahidə aparmaq üçün isə teleskopa okulyar əlavə olunur və fokal müstəvidə qurulan xəyala onun vasitəsilə baxılır. Qayıtma bucağı düşmə bucağına bərabər olduğundan, güzgünün α bucağı qədər dönməsi xəyalın fokal müstəvidə 2α qədər sürüşməsinə gətirdiyi halda, refraktorda bu sürüşmə 2α

dan xeyli kiçik olur. Bunu nəzərə alaraq astrometriyada refraktorlardan istifadə edilir, çünki burada əsas məsələ obyektin astronomik koordinatlarını mümkün qədər dəqiq təyin etməkdir. Refraktorun çatışmayan cəhətləri astronomik müşahidələrə təsir göstərmədiyi halda, astrofizik müşahidələrin keyfiyyətini pisləşdirir. Burada əsas maneə refraktorun obyektivinin (linzanın) xromatik aberrasiyaya malik olması və işıq itkisinin çox olmasıdır. Doğrudan da bir linzalın obyektiv güclü xromatik aberrasiyaya malikdir: sındırma əmsali işığın dalğa uzunluğu ilə tərs mütənasib olduğundan, müxtəlif rənglərə məxsus şüalar müxtəlif fokuslarda toplanır və nəticədə xəyal rəngli alınır; iki növ şüşədən hazırlanmış biri qabarıq, digəri çökük linzadan ibarət axromat adlanan iki linzalın obyektivə malik refraktorda xromatik aberrasiya zəifləyir; lakin üç linzadan ibarət obyektivdə belə, xromatik aberrasiya az da olsa qalır; digər tərəfdən də belə teleskopda işıq itkisi çox olur; xüsusilə ultrabənövşəyi və qırmızı şüalar xeyli udulur, teleskopun özü isə baha başa gəlir. Astrofizik müşahidələr zamanı isə bir tərəfdən teleskopda işıq itkisi mümkün qədər az olmalı, digər tərəfdən də fotoemulsiya və fotoelement daha geniş spektr oblastı üçün həssas olduğundan, xromatik aberrasiya olmamalıdır. Beləliklə, güclü işıq itkisi və xromatik aberrasiyanın olması refraktorları astrofizik müşahidələr aparmaq üçün əlverişsiz edir. Reflektorda: 1) xromatik aberrasiya yoxdur; 2) güzgünün dönməsindən törəyə bilən koordinat xətası astrofizik müşahidələrə mane olmur; 3) güzgünün səthini, adətən, alüminium tozundan ibarət çox nazik təbəqə ilə böyük təzyiqlə örtməklə onun qaytarma əmsalını 90%-ə çatdırmaq olur. Bütün bunları nəzərə alaraq astrofizikada reflektorlardan istifadə edilir. Reflektorların üstünlükləri təkcə yuxarıdakılarla məhdudlaşmır. Bu üstünlüklərin nədən ibarət olduğunu teleskopları səciyyələndirən əsas element və parametrlərlə tanış olduqdan sonra görəcəyik.

2. Teleskopları səciyyələndirən əsas elementlər və parametrlər. Hər bir teleskopu səciyyələndirən əsas elementlər onun obyektivinin diametri və fokus məsafəsidir. Diametri D olan obyektivin səthi S , onun mənbə tərəfindən işıqlanması E

olarsa, obyektiv tərəfindən toplanan işıq seli

$$\phi = E \cdot S = \frac{\pi D^2}{4} E$$

olar. Beləliklə, *obyektiv, fokal müstəvidə xəyalı qurmaqla mənbədən gələn işığın toplanmasını, yəni teleskopun birinci və ikinci funksiyasını təmin edir.*

Teleskopun əsas parametrlərindən biri onun *nisbi ölçüsü*, yaxud *ışığı qüvvəsidir; bu parametrlər*

$$A = D/F \quad (1.1)$$

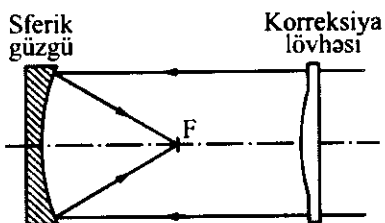
nisbətindən tapılır; daha dəqiq desək teleskopun işıq qüvvəsi bu nisbətin kvadratı ilə təyin olunur:

$$G = A^2 = (D/F)^2, \quad (1.2)$$

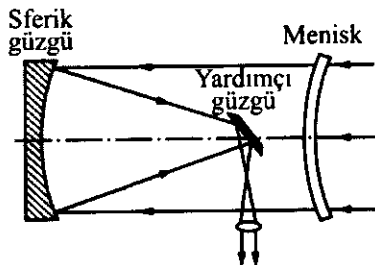
çünki işıq seli $\phi \sim D^2$ -dir. Dumanlıq, komet və başqa görünən ölçüyə malik olan obyektin fokal müstəvidə yaratdığı işıqlanma $E' \sim (D/F)^2$ olduğundan, (1.2)-yə əsasən deyə bilərik ki, belə obyekt xüsusilə zəifdirsə, onu müşahidə etmək üçün teleskopun böyük işıq qüvvəsinə malik olması zəruridir.

Lakin A böyük olduqda oxdarkənar aberrasiya da böyük olur və onu aradan qaldırmaq çətinləşir; oxdarkənar aberrasiya nəticəsində optik oxdan uzaqlaşdıqca xəyal təhrif olunur. Linza kimi güzgü də sferik aberrasiyaya malikdir: baş optik oxdan uzaqlaşdıqca güzgüdən qayıdan şüalar ona yaxın nöqtədə toplaşır və nəticədə xəyal yayılmış alınır. Sferik aberrasiya sferik güzgüdə daha güclü olur. Güzgünün səthi fırlanma paraboloidi şəklində olanda sferik aberrasiya xeyli zəifləyir; paraboloid adlanan belə güzgünün oxu üzrə onun səthinə düşən şüalar qayıdaraq, demək olar, təhrifsiz fokusda toplanır. Yuxarıda deyilənləri nəzərə alaraq, müasir reflektorların obyektivini, adətən, paraboloid şəklində hazırlayırlar. Lakin yadda saxlamaq lazımdır ki, hər bir teleskopda difraksiya hesabına məhdudiyət qalır. Deməli, paraboloid şəkilli obyektiv belə, bəzi müşahidələrin keyfiyyətli olmasını təmin etmir; məsələn, göyün böyük sahəsinin (məsələn: $5^0 \times 5^0$ sahəsinin) xəyalını almaq lazım gəldikdə belə teleskop yararlıdır. Teleskopun işıq qüvvəsi böyüdükcə oxdan-

kənar aberrasiya gücləndiyindən parabolik güzgülü teleskopların işıq quvvəsi 1:3-dən böyük olmamalıdır. Oxdankənar aberrasiyası olmayan böyük işıq quvvəsinə malik teleskoplar düzəltmək mümkündür. Belə teleskopların obyektivi güzgü ilə linzanın kombinasiyasından hazırlanır. Güzgülü – linzalı teleskop sistemi ilk dəfə 1930-cu ildə alman astronomu Şmidt hazırlamışdır. Odur ki, belə teleskoplara Şmidt sistemli teleskoplar deyilir (şəkil 1).



Şəkil 1. Şmidt teleskopunun sxemi.



Şəkil 2. Maksutov teleskopunun sxemi.

Bu sistemin obyektivi sferik güzgüdən və onun qarşısında yerləşdirilən mürəkkəb şəkilli xüsusi linzadan ibarətdir. Bu linza korreksiya lövhəsi adlanır.

Astronomik optika sahəsində məşhur alim D.D.Maksutov 1941-ci ildə başqa bir reflektor sistemi ixtira etmişdir. Maksutov sistemi adı ilə məşhur olan bu teleskopun (şəkil 2) obyektivi sferik güzgüdən və onun qarşısında yerləşdirilən çökük-qabarıq linzadan ibarətdir. Belə linza menisk adlandığından, teleskop da meniskli teleskop adlanır. Çökük səthinə düşən paralel şüalar onun qabarıq səthində sınaq səpələn şüalar kimi güzgü səthinə düşür. Odur ki, alınan xəyal sferik aberrasiyadan azad olur. Çox maraqlı cəhət burasıdır ki, menisk başqa linzalardan fərqli olaraq xromatik aberrasiyaya malik deyildir. Meniskli teleskopun obyektivinin hissələri sferik səthə malik olduğundan onları dəqiq hazırlamaq xeyli asandır. Belə obyektiv nəinki aberrasiyalardan, həm də koma və distorsiya adlanan nöqsanlardan da azaddır. Optikadan məlumdur ki, koma görüş sahəsinin kəna-

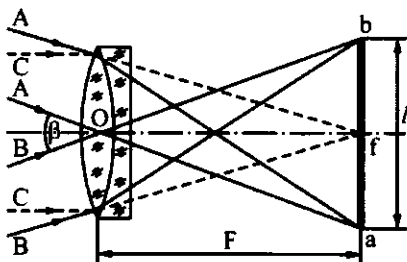
rında xəyalın təhrif olması, distorsiya isə görüş sahəsinin kənarında xəyalın miqyasının mərkəzi hissədəkindən fərqli olmasıdır. Başqa teleskoplarda olduğu kimi Maksutov sisteminə də görüş sahəsinin əyriliyi çatışmayan cəhət kimi qalır. Vizual və fotoqrafik müşahidələr üçün nəzərdə tutulan teleskoplar bir-birindən fərqli əlavə parametrlə səciyyələnir.

Vizual müşahidələrdə okulyardan istifadə olunur. Vizual teleskopları səciyyələndirən əlavə parametr *teleskopun böyütməsidir*. Obyektivin və okulyarın fokus məsafələrinə uyğun olaraq F və f , diametrlərinə D və d desək, teleskopun böyütməsi

$$W = \frac{F}{f} \quad \text{və ya} \quad W = \frac{D}{d}$$

vasitəsilə ifadə olunur. *Teleskopun böyütməsi vizual müşahidələrdə teleskopun üçüncü funksiyasını təmin edir.*

Belə ki, göz iki nöqtəvi mənbəyi onların arasındakı bucaq məsafəsi $2'$ -dən kiçik olmadıqda ayırmaqda bəzi halda, böyütməsi W olan teleskop bundan W dəfə kiçik bucaq məsafəsində olan iki nöqtəvi mənbəyi ayırmaqda bilər. Məsələn, $W = 120$ -dirsə, iki nöqtəvi mənbə arasındakı bucaq məsafəsi $1''$ -dən kiçik olmadıqda onları teleskop ayırmaqda bilər. Lakin aşağıda görəcəyik ki, müəyyən amillər teleskopun böyütməsini məhdudlaşdırır.



Şəkil 3. Obyektivini ikilinzalı olan teleskopun fokal müstəvisində tərs xəyalın qurulması.

Fotoqrafik müşahidələrdə teleskopu səciyyələndirən əlavə parametr onun fokal müstəvisində qurulan *xəyalın miqyasıdır*. Obyektin bucaq ölçüsü və ya iki obyekt arasındakı bucaq

məsafəsi ρ olarsa, 3-cü şəkildən görüldüyü kimi fokal müstəvidə xəyalın xətti ölçüsü

$$l = 2F \operatorname{tg} \frac{\rho}{2}$$

olar. ρ kiçik olduğundan bu düsturu $l = F\rho$ şəklində yazmaq olar və onda ρ radianlarla verilir. ρ bucaq vahidləri ilə verildikdə, l

$$l = \frac{F \cdot \rho^{\circ}}{57^{\circ},3}, \quad l = \frac{F \cdot \rho'}{3438}, \quad l = \frac{F \cdot \rho''}{206265''} \quad (1.3)$$

ifadələri vasitəsilə hesablanır. Xəyalın l xətti və ρ bucaq ölçüləri vasitəsilə onun miqyası

$$\mu = \rho/l \quad (1.4)$$

düsturu ilə təyin olunur. l (və F) adətən, mm -lərlə verilir və (1.3), (1.4)-ə əsasən μ parametri aşağıdakı kimi ifadə olunur:

$$\begin{aligned} \mu &= \frac{\rho^{\circ}}{l} = \frac{57^{\circ},3}{F} \left[\frac{\circ}{mm} \right], \\ \mu &= \frac{\rho'}{l} = \frac{3438'}{F} \left[\frac{'}{mm} \right], \\ \mu &= \frac{\rho''}{l} = \frac{206265''}{mm} \left[\frac{''}{mm} \right]. \end{aligned} \quad (1.5)$$

Teleskopu səciyyələndirən parametrlərdən biri də onun *görüş sahəsidir*, yəni teleskopda görünən göy oblastının ölçüsüdür. W görüş sahəsinin diametri N , qövs dəqiqələri ilə

$$N = 2000'/W = 2000' f/F \quad (1.6)$$

ifadəsindən tapılır. (1.6)-dan görürük ki, görüş sahəsinin böyük olması üçün kiçik fokuslu teleskopdan istifadə etmək lazımdır. *Dumanlıq, komet və başqa geniş ölçülü zəif obyektləri vizual müşahidə etmək üçün teleskop böyük işıq qüvvəsinə və kiçik böyütməyə malik olmalıdır.*

Hər bir teleskop özünün ayırma qabiliyyəti ilə səciyyələnilir. Teleskopun okulyar böyütməsi ayırma qabiliyyətinin xüsusi halıdır. Ümumiyyətlə, teleskopu səciyyələndirən parametrlərdən

biri olan ayırdetmə qabiliyyəti elə ən kiçik bucaq məsafəsidir ki, bir-birindən bu məsafədə olan iki nöqtəvi mənbə (iki ulduz) hələ ayrı-ayrılıqda görünürlər. Lakin nəzəri ayırdetmə qabiliyyəti işığın difraksiyası nəticəsində, eləcə də yer atmosferində xəyalın titrəməsi nəticəsində məhdudlaşır. İşığın difraksiyası, yəni obyektivin kənarlarının işıq dalğaları ilə əhatə olunması nəticəsində heç bir aberrasiyaya malik olmayan ideal teleskopda belə, ulduz nöqtəvi deyil, dairəcik şəklində görünür; difraksiya diski adlanan bu dairəcik, mərkəzindən uzaqlaşdıqca, intensivliyi zəifləyən bir neçə konsentrik halqadan ibarət olur. Difraksiya diskinin diametri yalnız işığın λ dalğa uzunluğundan və obyektivin D diametrindən asılıdır və

$$\theta = 1,22 \lambda/D \text{ radian} = 251640'' \lambda/D \quad (1.7)$$

Burada 1,22 vuruğu yuxarıda qeyd olunan difraksiya nəticəsindədir. İnsan gözü üçün ən həssas olan $\lambda = 5500$, $\text{Å} = 5,55 \cdot 10^{-4} \text{ mm}$ -də (D -ni də mm -lərlə ifadə etsək) (1.7)-dən

$$\theta = 140''/D \quad (1.7)$$

alınar. Aydınır ki, iki yaxın ulduzu teleskopda yalnız o vaxt ayrı-ayrılıqda görmək olar ki, onlar arasındakı bucaq məsafəsi (1.7) vasitəsilə təyin olunan θ -dan böyükdür. Praktiki olaraq, xüsusilə böyük teleskopların bucaq ayırdetməsi atmosferdə xəyalın titrəməsi nəticəsində məhdudlaşır. Şamaxı Astrofizika Rəsədxanasındakı iki metrlik teleskopun nəzəri ayırdetməsi (1.7) düsturuna əsasən $0'',07$ olduğu halda atmosfer titrəyişi çox yaxşı astroiqlimi olan Şamaxı rəsədxanasında da bucaq ayırdetməsini məhdudlaşdırır.

Yeri gəlmişkən keçən əsrin sonlarındanək dünyada ən böyük optik teleskop, Rusiya Elmlər Akademiyasının Şimali Qafqazda Xüsusi Astrofizika Rəsədxanasındakı 6 metrlik teleskop idi. Hazırda hər birinin güzgüsünün diametri 8,2 metr olan dörd teleskopdan ibarət çox böyük teleskop, güzgülərinin diametri 10 metr olan 2 böyük teleskop – reflektorlar, güzgüsünün diametri 10,4 metr olan Böyük Kanar adaları reflektoru və başqa böyük teleskoplar var. Teleskopu səciyyələndirən əsas parametrlərdən biri də onun optik qüvvəsi, yaxud nüfuzetmə qüvvə-

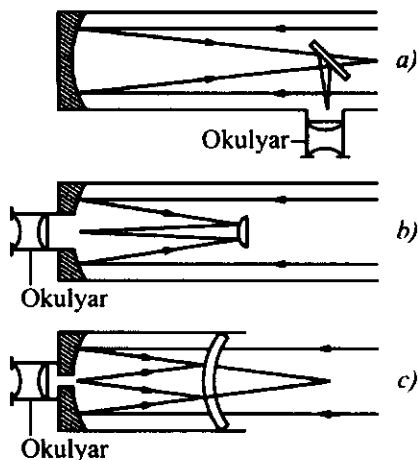
sidir. Optik teleskopların bu xarakteristikası barədə məlumat ulduz ölçüləri adlanan anlayışla tanış olduqdan sonra veriləcəkdir. Lakin qabaqcadan deyək ki, teleskopun optik qüvvəsi, ideal atmosfer şəraitində aysız gecədə ən zəif obyekt (ulduzu) teleskopda müşahidə etmək imkanı ilə təyin olunur. Məsələn, Şimali Qafqazdakı Xüsusi Astrofizika Rəsədxanasında qurulmuş və böyük optik teleskoplardan olan 6 metrlik teleskopda görünə bilən ən zəif obyekt adi gözlə görünə bilən ən zəif ulduzdan milyon dəfə zəifdir.



Şəkil 4. Şamaxı rəsədxanasında qurulmuş və dünyada böyük teleskoplardan sayılan 2 metrlik teleskopun qülləsi və teleskopun görünüşü.

Çox həssas fotoplastinkada isə bu teleskop vasitəsilə bundan 40 dəfə zəif obyektin xəyalını, yəni adi gözlə görünən ən zəif ulduzdan 40 milyon dəfə zəif obyektin xəyalını almaq olur.

Reflektorların müxtəlif optik sxemləri mövcuddur. Belə optik sistemlərin ən sadəsi baş fokuslu sistemdir. Belə sxemə malik olan teleskop düz fokuslu teleskop adlanır. İlk belə reflektorun müəllifi olan Nyuton 1671-ci ildə indi Nyuton sistemi adlanan sxemi vermişdir: reflektorun optik oxuna 45° meyilli yerləşdirilmiş müstəvi güzgü fokusu yana çıxarır (şəkil 5a).



Şəkil 5. Reflektor sxemləri.

1672-ci ildə Kasseqren indi Kasseqren sistemi adlanan sxemi vermişdir: qabarıq güzgü fokal müstəvidən qabaqda yerləşdirilməklə fokus uzadılır və bu əlavə güzgüdən qayıdan şüalar obyektivin mərkəzində açılan dəlikdən keçərək fokuslanır. Maksuda sistemində də belədir.

Başqa teleskop sistemləri də vardır.

3. Teleskop qurğuları. Teleskopun borusu iki qarşılıqlı perpendikulyar oxu olan xüsusi qurğuda yerləşdirilir ki, borunu bu oxlar ətrafında döndərməklə onu göyün lazım olan hissəsinə (nöqtəsinə) istiqamətləndirmək mümkün olsun. Qurğular ya şaquli-azimutal, ya da ekvatorial olur. Şaquli-azimutal qurğuda oxlardan biri zenitə yönəlir, digəri isə üfüq müstəvisində olur. Beləliklə, teleskop obyektin üfüqi koordinantlarına əsasən ona tərəf istiqamətləndirilir. Üfüqi koordinantlar isə aramsız dəyişdiyindən obyekt görüş sahəsində saxlamaq üçün boru həm üfüqi, həm də şaquli ox ətrafında daim döndərilməlidir. Şaquli-azimutal qurğudan, adətən, ekspedisiyalarda istifadə olunsa da, yuxarıda adını çəkdiyimiz 6 metrlik teleskop belə qurğuda qoyulmuşdur. Lakin bu qurğu elektron hesablayıcı maşın ilə təchiz olunmuş proqramlaşdırılan avtomat sistemin köməyiylə idarə olunur; nəticədə teleskopun borusunun hər iki ox ətrafında daim

elə çevrilməsi təmin edilir ki, obyekt görüş sahəsində istənilən müddət dəqiq saxlanır. Ekvatorial qurğuda oxlardan biri dünyanın qütbünə yönəlir və bu ox qütb oxu adlanır, digər ox göy ekvatoru müstəvisində olur və meyl oxu adlanır. Ekvatorial qurğu sadəcə ekvatorial da adlanır. Obyektin meyli sutka ərzində dəyişməz qaldığından teleskopun borusunu ancaq qütb oxu ətrafında saat bucağının böyüdüüyü istiqamətdə döndərmək kifayətdir. Bu əməliyyat xüsusi saat mexanizmi ilə həyata keçirilir. Saatlarla və hətta daha çox davam edən ekspozisiya ilə obyektin fotoqrafiyasını almaq tələb olunanda saat mexanizminin düz işləməməsi böyük maneədir. Odur ki, obyektin görüş sahəsində eyni vəziyyətdə qalmasını təmin etmək üçün böyük teleskopun qurğusunda bu teleskopun optik oxuna paralel olmaq şərti ilə gid (bələdçi) adlanan kiçik teleskop yerləşdirilir; vaxtaşırı bu kiçik teleskopda baxış sahəsindəki parlaq ulduzları vizual müşahidə etməklə lazımı düzəliş edilir.

4. Günəş teleskopları. Günəş kifayət qədər parlaq olduğundan onun böyük miqyaslı xəyalından effektiv istifadə etmək imkanı vardır. Bunu nəzərə alaraq böyük Günəş teleskopları uzun fokuslu olur və odur ki, belə teleskoplar tərپənməz qurulur. Digər tərəfdən isə göy sferasının fırlanması nəticəsində Günəş daim öz yerini dəyişir – onun şüaları istiqamətini daim dəyişir. Teleskopun tərپənməz obyektivinə, yəni baş güzgüsünə isə Günəş şüaları daim eyni istiqamətdə qalmaqla düşməlidir. Bunu təmin etmək üçün selostat adlanan optik sistemdən istifadə olunur. Selostat sistemi, adətən, iki müstəvi güzgüdənbilavasitə selostat güzgüsündən və əlavə güzgüdənbilavasitə ibarət olur. Selostat güzgüsü onun öz müstəvisində olan və dünya oxunan paralel olan, yəni Yer in fırlanma oxu üzərinə düşən ox ətrafında, göy sferasının fırlanması istiqamətində, 48 saatlıq periodla fırlanır, əlavə güzgü isə müəyyən vəziyyətdə saxlanılır. Selostat güzgüsünün göy sferasının fırlanma sürətindən iki dəfə kiçik sürətlə fırlanması qayıtma bucağının düşmə bucağına bərabər olması ilə əlaqədardır – selostat güzgüsü α bucağı qədər dönəndə onun üzərinə düşən Günəş şüası qayıdarkən 2α bucağı qədər dönür. Selostat güzgüsündən daim eyni istiqamət-

də əks olunan Günəş şüaları əlavə güzgüyə düşür və bu güzdən əks olunan şüalar müşahidə müddətində dəyişməz istiqamətdə teleskopun obyektivinə – baş güzgüsünə yönəlir.

Günəş şüaları baş güzgüyə üfüqi istiqamətdə yönəldilirsə cihaz, üfüqi Günəş teleskopu, şaquli istiqamətdə yönəldilirsə şaquli və ya qülləli Günəş teleskopu adlanır.

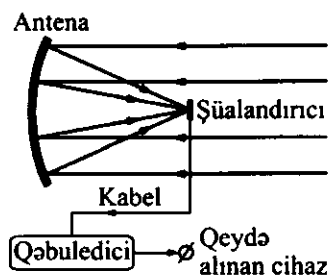
Günəş atmosferinin adi şəraitdə görünən və fotosfer adlanan alt qatından başqa, bu şəraitdə görünməyən, üst qatları da vardır.

Fotosferə ən yaxın qat xromosfer, daha üst qat isə tac adlanır. Parlaqlığına görə xromosfer yüz dəfələrlə, tac isə milyon dəfələrlə Günəşin görünən diskinin parlaqlığından zəifdir. Məhz bu səbəbdən onlar adi şəraitdə görünmürlər, Günəş şüalarının Yer atmosferində və teleskopda səpilməsi nəticəsində günəş diski ətrafında yaranan və halə və ya oreol adlanan parlaq səma oblastı parlaqlıqlarına görə zəif olan bu qatları görməyə imkan vermir. Günəş atmosferinin adi şəraitdə görünməyən bu üst qatlarını tam Günəş tutulması zamanı və xüsusi teleskoplar vasitəsilə müşahidə etmək və çox maraqlı nəticələr əldə etmək olur.

Məsələn, *Koronoqraf* adlanan xüsusi teleskop vasitəsilə Günəş tacı adi günlərdə də müşahidə olunur. Koronoqraf, daxilində "süni ay" yerləşdirilmiş bir lincalı refraktordur, bu "süni ay" teleskopun daxilində Günəş diskini qarşısını tutur və nəticədə süni tam Günəş tutulması yaradılır. Belə teleskopda tac və həm ağ işıqda, həm də onun, xüsusilə parlaq tac xətlərində müşahidə olunur. Koronoqraf ekvatorial qurğuda yerləşdirilir. (selostat işığı çox səpdiyindən o, koronoqraf üçün yaramır). Günəş xromosferini və buradakı ayrı-ayrı xarakterik detalları müşahidə etmək üçün isə interferensiya-polyarizasiya süzgəci ilə təchiz olunmuş xromosfer-fotosfer teleskopundan və başqa vasitələrdən istifadə olunur. Belə süzgəcin adından da aydındır ki, bu süzgəclər işığın intenferensiyasına əsasən düzəldilir və nəticədə, hətta 1 \AA enində çox dar işıq zolağında xəyal almağa imkan verir.

§2. Radioteleskoplar

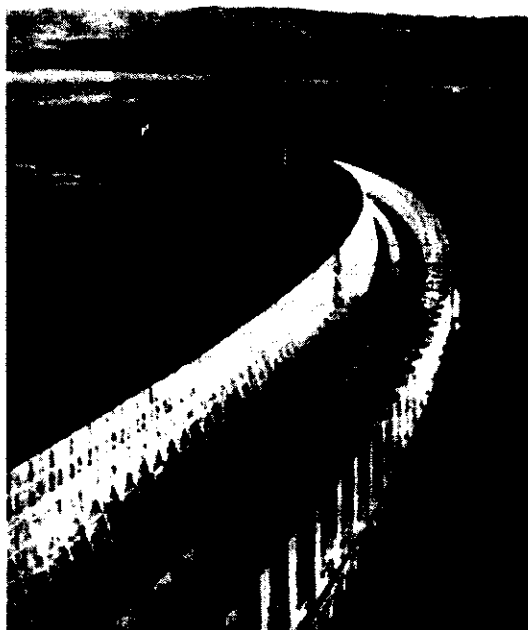
Kainat obyektinin radiodiapazonda şüalanmasını müşahidə etmək üçün tətbiq olunan cihaz radioteleskop adlanır. Radioteleskopun əsas elementləri onun antenası (optik teleskoptakı obyektivi əvəz edir)və gücləndiriciyə malik həssas radioqəbuləcidir. Radioşüalanma antena üzərinə düşərək əks olunub şüalandırıcıda toplanır, ondan kabel vasitəsilə siqnallar qəbulədiciyə ötürülür, gücləndirildikdən sonra özü yazan cihazda potensiometrədə qeydə alınır (şəkil 6).



Şəkil 6. Radioteleskopun prinsipial sxemi.

Antenaların konstruksiyaları çox müxtəlifdir. Millimetrlik və santimetrlik dalğaları qəbul etmək üçün antena diametri bir neçə on metr olan parabolik bütöv metal güzgüdən ibarət olur. Desimetrlik və metrlik diapazonlarda işləyən radioteleskopun antenası paraboloidə yaxın formalı metal şəbəkədən ibarət olur; belə antena bütöv metal antenaya nisbətən çox ağır olmadığından çox böyük ölçüdə düzəltmək nisbətən asan olur. Bu cür böyük teleskop, adətən, ekvatorial qurğuda quraşdırılır. Radioteleskopda nisbətən ensiz tezlik intervalında radioşüaları qeyd etmək olur. Geniş dalğa uzunluqları diapazonunda kosmik radioşüalanmaların müşahidələrini aparmaq üçün belə teleskopun antenası çox sayda müstəvi metal güzgülərdən düzəldilir. Bu güzgülər ardıcıl olaraq yan-yanı elə qurulur ki, alınan bütöv səthin forması paraboloidin seqmentinə oxşamaqla qapalı halqa şəklində olsun. Belə radioteleskoplar tərərnməz, yəni stasionar olur, şüalandırıcılarını isə kiçik intervalda sürüşdürmək olur.

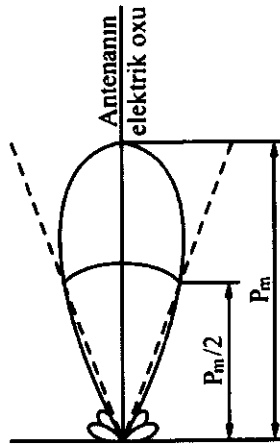
Antenası bu cür olan ən böyük radioteleskop Şimali Qafqazda güzgüsünün diametri 6 metr olan reflektorun yerləşdiyi rəsədxanada (Rusiya Elmlər Akademiyasının Astrofizika Rəsədxanasında) qurulmuşdur. Bu teleskopun yuxarıdakı qaydada düzəldilən antenası hər birinin ölçüsü $2 \times 7,4\text{m}$ olan 900 ədəd müstəvi metal güzgüdən ibarətdir; antenanın paraboloid seqmentinə yaxın səthə malik halqasının diametri 600 metrə bərabərdir; bu teleskop RATAN-600 adlanır (RATAN-"Radioteleskop Akademii Nauk" deməkdir).



Şəkil 7. RATAN-600 radioteleskopu.

Obyekt zenitə yaxın olanda şüalanma halqanın tam səthinə düşür, üfüqə yaxınlaşdıqca halqa səthinin daha kiçik hissəsi şüalanmanı qəbul edə bilər. Bir neçə metrlik dalğalarda işləyən radioteleskopun antenası müəyyən qaydada düzülən bir neçə antena-dipoldan ibarət olur.

Antenanın ən böyük həssaslığı onun elektrik oxu istiqamətindədir. Odur ki, mənbə bu istiqamətdə olanda ondan qəbul olunan şüalanmanın gücü də ən böyük (P_{\max}) olur. Beləliklə, radioteleskopun həssaslığı nöqtəvi mənbəyin antenaya nisbətən vəziyyətindən asılıdır. Bu prinsipə əsasən hər bir antena *istiqamətlənmə diaqramı*, yaxud *istiqamətlənmə bucağı adlanan və radioteleskopun ayırdetməsini təyin edən parametrlə səciyyələnir*. Parabolik antenanın elektrik oxu onun optik oxuna yaxındır, optik ox isə bu antenayı düzbucaqlı müstəvi antena şəklinə gətirsəydik, ona perpendikulyar olardı. Belə antenanın istiqamətlənmə diaqramı 8-ci şəkildə göstərilmişdir. Obyekt antenanın elektrik oxundan uzaqlaşdıqca qəbul olunan şüalanmanın gücü azalır. Bu səbəbdən elektrik oxundan müəyyən φ bucağı qədər bucaq məsafəsində qəbul olunan şüalanmanın gücü $P_{\max} / 2$ olur (şəkil 8).



Şəkil 8. Antenanın istiqamətlənmə diaqramı.

Parabolik antena üçün $P_{\max} / 2$ -yə uyğun bucaq $\varphi = \theta/2$ -dir. Şüalanma gücünün maksimumunun yarısına bərabər qiymətinə uyğun istiqamətləndirmə bucağı təqribən antenanın bucaq ayırdetməsinə bərabərdir. Antenanın ayırdetməsinin məhdud

olması optik teleskoaplarda olduğu kimi difraksiya ilə əlaqədar-
dır və (1.7)-də olduğu kimi təyin edilir:

$$\theta = 1,22 \frac{\lambda}{D} = 251640'' \frac{\lambda}{D}; \quad (2.1)$$

burada λ -radio dalğasının uzunluğu, D -antenanın diametridir.

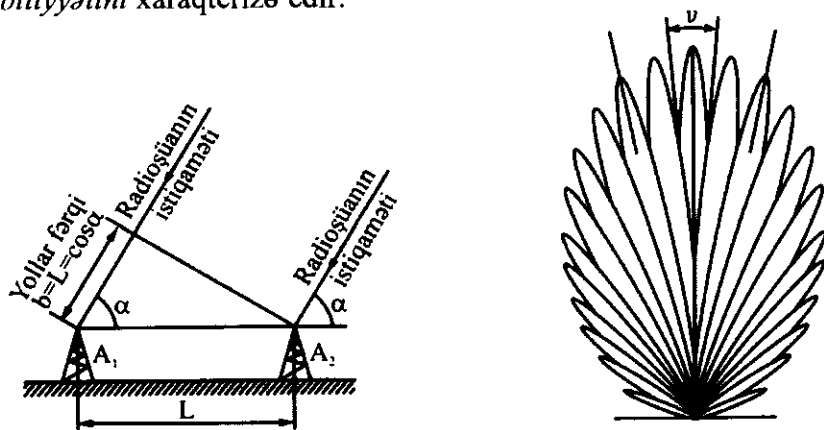
Bu ifadədən görünür ki, ən böyük radioteleskop olan RA-
TAN-600-də ($D=600$ m), hətta çox qısa radiodalğalarda (məsə-
lən, $\lambda = 8\text{mm}$ -də) müşahidə aparılıqda belə, teleskopun ayırd-
etməsi

$$\theta = 251646'' \cdot \frac{0,008}{600} \cong 3''; \quad (2.2)$$

yəni aralarındakı bucaq məsafəsi $3''$ -dən kiçik olan nöqtəvi
obyektlər bu nəhəng teleskopda ayrılıqda müşahidə olunmur.
Halbuki, orta güclü optik teleskopda effektiv dalğa uzunluğunda
ayırdetmə $0'',07$ -dir (fərq 40 dəfədir).

Radiomüşahidələrdə ayırdetməni artırmaq problemi *ra-
diointerferometr* adlanan radioteleskopların yaradılması ilə həll
olundu. 9-cu şəkildə 2 antenali radiointerferometr və onun isti-
qamətlənmə diaqramı göstərilmişdir. Radiointerferometrin iş
prinsipi elektromaqnit şüalanmasının interferensiyasına əsas-
lanır. Bir-birindən bazis adlanan L məsafədə yerləşən A_1 və A_2
antenalara paralel radioşüalar düşdüyünü qəbul edək (şəkil 9).
Aydındır ki, A_1 antenasına düşən şüanın yolu, A_2 -yə düşənin yo-
lundan $b=L \cos \alpha$ qədər uzun olmalıdır (α radioşüalanmanın
istiqaməti ilə üfüq arasındakı bucaqdır); b -yollar fərqi adlanır;
bunun hesabına elektromaqnit şüası A_1 antenasına bir qədər gec
çatmalıdır. İşığın interferensiyası nəzəriyyəsiindən məlumdur ki,
yollar fərqi dalğa uzunluğunun tam (n) misillərinə bərabər ol-
duqda, $b=n\lambda$ şərti ödənildikdə elektromaqnit rəqsləri eyni isti-
qamətli olduğundan toplanmalı, yollar fərqi yarım dalğaların mi-
sillərinə bərabər olduqda isə rəqslər əks istiqamətli olduqla-
rından, yəni $b=(n+1/2)\lambda$ olduğundan çıxılmalıdır. Buradan ay-
dındır ki, radiointerferometrin istiqamətlənmə diaqramı ensiz
yarpaqlar çoxluğundan ibarət olar. İstənilən iki qonşu mak-
simum və ya iki qonşu minimum şüalanma güclərinə uyğun

yarpaqlar arasındakı bucaq, radiointerferometrin ayırdetmə qabiliyyətini xarakterizə edir.



Şəkil 9. İki antenəli radiointerferometr və onun istiqamətlənmə diaqramı.

Difraksiya nəzəriyyəsinə görə bu ayırdetmə qabiliyyəti

$$\theta = 251646'' \frac{\lambda}{L} \quad (2.3)$$

ifadəsi ilə tapılır. (2.1)-dən fərqli olaraq (2.3)-dən görünür ki, güzgünün (antenanın) diametri interferometrin antenaları arasındakı məsafə ilə əvəz olunur.

İlk radiointerferometrlərdə antenalar arasındakı məsafə bir neçə kilometr olmuşdur. Belə radiointerferometrin antenaları kabel vasitəsilə birləşdirilir. Radiofotometrin antenalarının kA-bellə birləşdirilməsi zərurəti şübhəsiz ki, onun ayırdetmə qabiliyyətini məhdudlaşdırır. Doğrudan da, əgər $L=10\text{km}$ olarsa, onda 10 sm-lik dalğa üçün radiointerferometrin ayırdetmə qabiliyyəti (2.3) düsturuna əsasən $2'',5$ olardı. Buradakı məhdudiyəti aradan qaldırmaq üçün radiointerferometrin antenalarını kəbellə birləşdirmək üsulundan imtina etmək, radiointerferometrin hər bir antenasını müstəqil radioteleskop kimi işləməsini təmin etmək lazım olmuşdur. Müasir elm və texnika buna nail olmağa imkan vermişdir. Belə ki, müasir radiointerferometrlərdə hər bir antenanın qəbul etdiyi siqnal atom standartına

müvafiq vaxtla birlikdə maqnit lentinə yazılır, sonra bunlar elektron-hesablayıcı maşınlarda uzlaşdırılır. Beləliklə, müasir ikiantenalı radiointerferometrlərdən, dəqiq (atom) vaxt xidmətindən və dəqiq məsafə ölçmələrindən ibarət kompleks sistemin köməyiylə və elektron heysablayıcı maşınlardan istifadə etməklə Kainat obyektlərinin radioşüalanması haqqında çox zəngin məlumatlar toplamaq olur. Bu cür radiointerferometrin antenaları arasındakı məsafə-bazis, prinsipcə on min və hətta on minlərlə kilometr ola bilər. Hazırda müxtəlif qitələrdə quraşdırılmış antenalar cütündən ibarət radiointerferometrlərdən geniş istifadə olunur. Bu radiointerferometrin bucaq ayırd etməsi, (2.3)-dən görüldüyü kimi, 10^{-4} qövs saniyəsinə çatır ki, bu da ən müasir optik teleskopunkindən müqayisəsiz üstündür. Qeyd etmək lazımdır ki, Kainat obyektlərinin böyük əksəriyyətində Yerə çatan radioşüalanma seli çox zəif olur. Odur ki, radioteleskopların qəbuledicilərinin həssaslığını kifayət qədər böyütmək tələb olunur. Keçən əsrin 30-cu illərində amerikalı mühəndis K. Yanski ilk dəfə kosmik radioşüalanmasını kəşf etdiyi üçün bu şüalanmanın güc vahidi bu alimin şərəfinə Yanski (yan) adlanır.

$$Y_{an} = 10^{-23} \frac{erg}{sm^2 \cdot san \cdot hs} = 10^{-26} \frac{Vt}{m^2 \cdot hs} \quad (2.4)$$

Bu vahidin belə kiçik olması, qeyd etdiyimiz kimi, kosmik radio şüalanma selinin əksər halda çox zəif olması ilə əlaqədardır.

§3. Şüa qəbulediciləri

1. Göz qəbuledici kimi. Bəzi şüa qəbulediciləri (məsələn, spektrobolometr) müstəsna olmaqla işıq qəbulediciləri spektrin müəyyən dalğa uzunluqları intervalına həssas olur. Bu interval həmin qəbuledicinin buraxma zolağı adlanır. Qəbuledicinin ən böyük spektral həssaslığına uyğun dalğa uzunluğuna *effektiv dalğa uzunluğu* deyilir. Göz üçün buna *görmə əyrisi* deyilir. İnsan gözünün görmə əyrisi təqribən ($3900-7600 \text{ \AA}$) intervalını əhatə edir və bu interval vizual oblast adlanır. Bu intervalda təbii işığın bütün rəngləri yerləşir: bənövşəyi ($3900-$

4500 Å), göy (4500-4800 Å), mavi (4800-5100 Å), yaşıl (5100-5700 Å), sarı (5700-5850 Å), narıncı (5850-6200 Å) və qırmızı (6200-7600 Å). Əlbəttə, rənglər kəsilmədən bir-birinə keçdiyindən göstərilən sərhədlər bir növ şərtidir (şəkil 10a). Göz üçün effektiv dalğa uzunluğu gündüzlər 5550 Å, gecələr isə bundan 450 Å qısa-5100 Å-dir. Gözün ən kiçik şüalanma selini hiss etmək qabiliyyəti, yəni gözün həssaslıq səddi çox kiçik $\approx 10^{-19}$ *erq/san*, yaxud $\approx 10^3$ *kvant/san*-dir.

İnsan gözü yüksək adaptasiya (uyğunlaşma) qabiliyyətinə – işıqdan qaranlığa keçərkən görməni bərpa etmək qabiliyyətinə malikdir. Bu səbəbdən günəşli gündüzə nisbətən aysız gecənin işıqlığı 10^8 dəfə zəif olsa da insanın gözü görmə qabiliyyətini saxlayır.

2. Fotoemulsiya şüa qəbuledicisi kimi. Astronomiyada, o cümlədən astrofizikada elmi fotoqrafiya geniş yer tutur. Fotoqrafiyanın astronomiyaya tətbiq üsulu astrofotoqrafiya adlanır. Fotoqrafiyanın aşağıdakı böyük üstünlükləri vardır:

1. Gözdən fərqli olaraq fotoemulsiya işığı müəyyən müddət toplaya bildiyindən daha zəif obyektləri müşahidə etməyə imkan verir;

2. Fotoqrafik müşahidə gözə nisbətən daha böyük göy sahəsini əhatə edir, yəni geniş panorama malikdir;

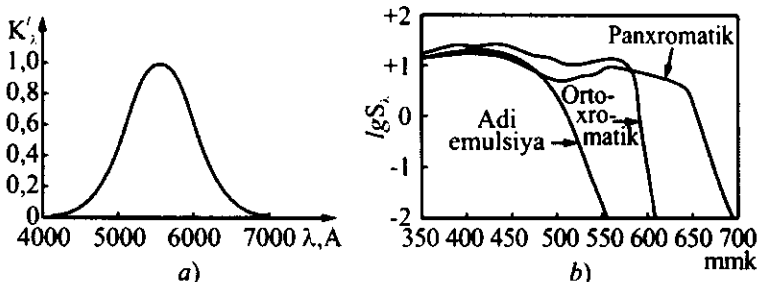
3. Gözün həssaslığı müxtəlif adamlarda bir-birindən fərqli olduğu halda, hər bir fotoemulsiyanın işığa həssaslığı bircinsdir;

4. Fotoqrafik müşahidə materialı uzun müddət saxlanır və istifadə olunur. Fotomaterial, üzərinə emulsiya çəkilmiş, şüşə və ya plyonkadan ibarətdir. Fotoemulsiya gümüşün müxtəlif haloidli birləşməsindən (*AgCl*, *AgBr* və s.) ibarət dənəciklərdən təşkil olunmuş təbəqədir. Işığın təsiri ilə mürəkkəb fotokimyəvi reaksiya nəticəsində gümüşün haloidli birləşmələrindən gümüş ayrılır və nəticədə fotolövhə üzərində obyektin gizli xəyalı alınır.

Adi fotoemulsiyanın işığı buraxma zolağı (3000-5000 Å)-dir. Çox vaxt bu diapazona *fotoqrafik oblast* deyilir. Astronomiyada müxtəlif spektral xarakteristikaya malik fotoemulsiyalardan istifadə olunur. 10-cu şəkildə gözün və tipik fotoemul-

siyaların spektral xarakteristikaları göstərilmişdir. Şəkil 10a-dan aydın olur ki, rəngdən-rəngə keçərkən gözün seçmə həddi çox kəskin dəyişir. Şəkil 10b-də ordinat oxunda müvafiq dalğa uzunluğunda emulsiyanın spektral həssaslığının loqarifmi verilmişdir.

Spektral həssaslıq fotolövə və ya fotoplyonkada qaralmanı yaradan işıq miqdarının (E_λ -nın) tərs qiymətidir ($S_\lambda = 1/E_\lambda$). Ortokromatik emulsiya sarı, panxromatik emulsiya isə qırmızı şüalara daha həssasdır. Belə fotoemulsiyalar sensibilizator adlanan xüsusi üzvi rəngləyicilər əlavə etməklə hazırlanır və bu növ emulsiyalara sensibilizə olunmuş emulsiyalar deyilir. Bəzən buraxma zolağı 13000 Å dalğa uzunluğuna qədər davamedən infraxromatik emulsiyalardan da istifadə olunur.



Şəkil 10. Gözün və tipik fotoqrafik emulsiyanın spektral xarakteristikaları.

Ulduzun fotoşəkli (fotoxəyalı) dairəciyə bənzəyir və parlaq ulduz üçün bu dairəcik daha böyükdür. Əlbəttə, ulduzun fototəksinin dairəcik şəklində alınması yalnız fotoqrafik effektdir, çünki ylduzlar ən güclü teleskopda belə nöqtəvi şüalanma mənbələridir. Fotolövə və ya fotoplyonkanın bir qəbuledici kimi əsas çatışmayan cəhəti qaralmanın işıqlanmadan qeyri-xətti asılı olmasıdır. Qaralma fotomaterialın işlənməsindən də asılıdır. Bütün bunların nəticəsində fotoqrafik üsulla aparılan fotometrik ölçmələrin dəqiqliyi 5-7%-dən böyük olmur.

Lakin müasir astrofizikada bəzi fotometrik ölçmələrin dəqiqliyini daha da artırmaq tələb olunur. Bu məqsədlə foto-

elektrik fotometriya üsullarından istifadə edilir.

3. Fotoelektrik qəbuledicilər. Sadə fotoelektrik qəbuledicisi xarici fotoeffekt hadisəsinə əsasən işləyən fotoelementdir. Hazırda mürəkkəb fotoelektrik qəbuledicilərdən-fotogücləndiricilərdən istifadə edilir.

Fotoelement və ya fotogücləndiricidən işıq qəbuledicisi kimi istifadə etmək prinsipi ilə işləyən və elektrofotometr adlanan cihaz müasir astrofotometriyada geniş yayılmışdır.

Çox zəif olmayan iki ulduzun işıqlanmaları nisbəti 1,005-dən kiçik olmadıqda müasir ulduz elektrofotometri vasitəsilə həmin nisbəti dəqiq ölçmək mümkündür. Bu, o deməkdir ki, müasir fotoelektriyanın dəqiqliyi fotoqrafiyanın dəqiqliyindən müqayisəsiz böyükdür. Işıq süzgəclərindən istifadə etməklə ulduz elektrofotometri vasitəsilə ulduzların rəng xarakteristikaları təyin olunur. Yeri gəlmişkən qeyd edək ki, ulduzdan gələn şüalanma selini daha dəqiq təyin etmək üçün fotoelektriyada, həmçinin fotoqrafiyada xüsusi işıq süzgəcləri seçilmiş və bunlar yeni beynəlxalq fotometrik sistem kimi qəbul olunmuşdur. Bu yeni fotometrik sistem 1953-cü ildə amerikan astrofizikləri Morqan, Conson və Harris tərəfindən yaradılmış, və 1955-ci ildən Beynəlxalq Astronomiya İttifaqı tərəfindən Beynəlxalq fotometrik sistem kimi qəbul olunmuşdur. Bu sistemdə üç növ işıq süzgəcindən istifadə olunur. Bu işıq süzgəcləri ultrabənövşəyi – U , göy – B və sarı-vizual – V spektr oblastlarında işığı buraxır.

U , B , V sistemindən başqa digər çoxrəngli fotometrik sistemlər, məsələn, qırmızı, yaxud infraqırmızı oblastlarda fotometrik ölçmə işləri aparmaq üçün sistemlər vardır. Yeri gəldikcə fotometrik sistemlərdən istifadə məsələlərindən bəhs edəcəyik.

Müasir astronomiya müşahidələrində elektron-optik çeviricilərdən və televiziya müşahidə sistemlərindən də geniş istifadə olunur. Elektron-optik çevirici fotokatoddan, elektron linzasından və elektronların təsiri ilə işıqlanan ekrandan ibarətdir. Elektron linzası müsbət yüklənən elektroddur; bu elektrod elektronları nisbətən böyük enerjiyə qədər sürətləndirir və onları müəyyən trayektoriya üzrə hərəkət etməyə məcbur edir; bu, o

deməkdir ki, katodun müəyyən nöqtəsindən qoparılan elektron ekranın ona məxsus nöqtəsinə çatır və odur ki, nəticə etibarı ilə ekranda fotokatodda alınan xəyal alınır, lakin ekrandakı xəyal fotokatoddakına nisbətən çox parlaq olur. Elektron-optik çeviricilərin fotokatodu böyük kvant çıxışına malik olduğundan bunlar vasitəsilə aparılan müşahidələrdə adi fotoqrafiyadakından daha qısa ekspozisiya müddəti kifayət edir. Başqa sözlə bu zaman vaxt ayırdetmə qüvvəsi böyük olur.

Həssas televiziya borusuna malik olan televiziya sistemi böyük kontrastla çox zəif obyektlərin xəyalını almağa imkan verir. Astronomiyada televiziya sistemindən istifadə etmək üçün optik teleskop ötürücü və qəbuledici televiziya qurğusu ilə birləşdirilir. Ötürücü televiziya borusu teleskopun okulyarından arxada-obyektin kifayət qədər parlaq xəyalının alındığı müstəvidə yerləşdirilir. Ötürücü boru obyektin optiki təsvirini elektrik siqnallarına çevirir, sonra isə qəbuledici televiziya ekranında obyektin xəyalı alınır və öyrənilir. Həmin elektrik siqnalları radio dalğaları vasitəsilə uzaq məsafələrə də verilir, orada televiziya antenaları həmin siqnalları qəbul edir, televiziya borusunda həmin siqnallar təsvirə çevrilir. Bu üsuldən hal-hazırda kosmik texnikada geniş istifadə olunur.

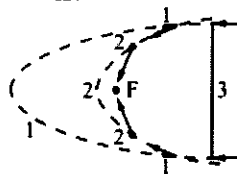
İnfraqırmızı oblastda ($\lambda \geq 1\text{mkm}$) işıqqəbuledicisi kimi əsasən fotomüqavimətlərdən istifadə olunur. Fotomüqavimət, şüalandırılması artdıqca yükdaşıyıcıların konsentrasiyası və ya yürüklüyü artan müəyyən yarımkeçirici kristaldan və ya yarımkeçirici maddə ilə örtülmüş nazik təbəqəli plyonkadan ibarətdir; yaranan fotokeçiricilikdən istifadə edərək millimetmə qədər ən uzaq infraqırmızı şüalanmanı qeyd etmək olur. İnfraqırmızı oblastda həssas fotomüqavimətlə işləkən müşahidənin bütün texniki kompleksi alçaq temperaturadək soyudulmalıdır. Bu məqsədlə soyuducu-kriogen texnikası tətbiq olunur. Burada qeyd etmək lazımdır ki, teleskopun və atmosferin istilik şüalanması bu diapazonda aparılan müşahidələr üçün böyük əngəldir. İnfraqırmızı oblastda müşahidələrdə maye heliumla soyudulan xüsusi balometrlərlə də aparılır. Balometrlərin iş prinsipinin əsasında elektrik müqavimətinin temperaturdan asılılığı qanunu

durur. İstilik şüalanmasının qəbuledicisi kimi termocütlər də yayılmış vasitədir. Bunlarda ya termoelektrik effektindən, ya da istiliyin təsiri ilə qaz həcminin böyüməsi xüsusiyyətindən istifadə olunur. Bu halda soyuducuya ehtiyac qalmır və bu qəbuledicilər güclü istilik şüalanması selinə malik olan obyektləri öyrənmək üçündür. Qeyd etmək lazımdır ki, fotoelektrik qəbuledicilərdən fərqli olaraq istilik şüalanması qəbuledicilərin həssaslığı dalğa uzunluğundan, demək olar ki, asılı deyildir.

Ultrabənövşəyi oblastda astrofiziki müşahidələr aparmaq üçün atmosferdən kənardə işləyən, yəni Yer in süni peyklərində və orbital rəsədxanalarda qurulan optik teleskoplardan istifadə olunur. Bu teleskoplarda $\lambda \geq 1600 \text{ \AA}$ dalğa uzunluqlu şüalar xüsusi fotoemulsiya vasitəsilə qəbul olunur, $\lambda \leq 1600 \text{ \AA}$ -də isə şüalanma xüsusi foton sayğacı vasitəsilə qeydə alınır.

Atmosferdən kənardə rentgen oblastda müşahidələr müxtəlif növ sayğaqlardan və ya xüsusi fotokatodu olan fotogücləndiricilərdən ibarət qəbuledicilərlə təchiz olunmuş rentgen teleskoplarla aparılır.

Rentgen oblastında, xüsusilə qısa dalğalarda ($0,1-10 \text{ \AA}$) müşahidələr aparmaq üçün teleskopun obyektivi xüsusi dəqiqliklə cilalanmalıdır. Müasir texnikada belə imkan yoxdur. Lakin rentgen şüaları teleskopun obyektivinə-güzgüyə onun normalı ilə 90° -yə yaxın bucaq altında (çəp) düşdükdə bu güzgünü xüsusi dəqiqliklə hazırlamağa ehtiyac olmur. Müasir rentgen teleskoplarında məhz bu cəhətə əsaslanırlar. Kosmosda işləyən belə rentgen teleskopunun sxemi 11-ci şəkildə verilmişdir; rentgen şüaları 90° -yə çox yaxın bucaq altında güzgü səthinə düşür və ondan, demək olar ki, tam qayıdır. Rentgen teleskopunun obyektivi hiperbolik (1) və parabolik (2) güzgülərin seqmentləri kombinasiyasından ibarətdir.



Şəkil 11. Rentgen teleskopunun sxemi.

(3) diafraqmı yalnız ən kənar şüaların obyektivə düşməsini təmin edir. Bu kənar şüalar hiperbolik seqmentdən 90° -yə yaxın bucaq altında qayıdaraq parabolik seqmentə düşür və buradan qayıdan şüalar teleskopun müvafiq qəbuledici yerləşdirilən fokal müstəvisində fokuslanırlar.

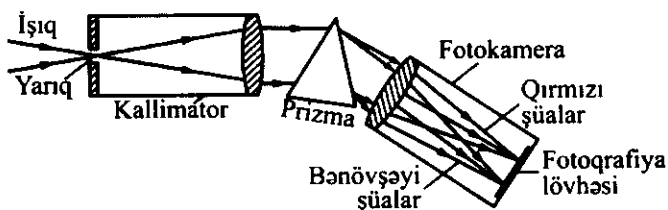
Kosmik qamma şüalanmanı müşahidə etmək üçün, enerjisi 30MeV -dən kiçik olanda xüsusi sayğaclarıdan, enerjisi 30MeV -dən böyük olduqda isə ionizasiya kameraları və nüvə emulsiyalarından istifadə olunur (γ kvantın enerjisi $E > 30\text{MeB}$ onun maddə ilə qarşılıqlı təsiri elektron pozitron cütü yaranmasına səbəb olur və dediyimiz müşahidə texnikaları vasitələri ilə qeydə alınır). Kvantın enerjisi $h\nu \geq 1000\text{MeV}$ olarsa onun təsiri ilə yaranan elektron pozitron cütü Yer atmosferində kifayət qədər parlaq alışma yaradır və bunlar Yer səthində xüsusi teleskoplarla qeydə alınırırlar: mühitdəki işıq sürətindən böyük sürətlə hərəkət edən elektron və ya pozitron Vavilov-Çerenkov effektinə əsasən işıq enerjisi şüalandırır; bu şüalanma çox kiçik təpə bucağına malik konusda toplandığından alışmanın koordinantları elə obyektin öz koordinantlarına uyğun olur. Qamma, rentgen, uzaq ultrabənövşəyi oblastlarda astrofizika müşahidələri şaquli istiqamətlərdə buraxılan raketlərdə, yerin süni peyklərində yerləşdirilən müvafiq astrofizika cihazları vasitəsilə aparılır. Planetlərin tədqiqi üçün üç növ planetlərarası avtomat stansiyadan istifadə olunur: a) planetin yanından keçib gedən trayektoriyalar üzrə hərəkət edən kosmik stansiyalar; b) planetin süni peykine çevrilən stansiyalar; v) planetin səthinə endirilən stansiyalar. Birinci növ kosmik stansiya vasitəsilə planet haqqında ilkin, elmi-texniki kəşfiyyat xarakterli müşahidələr aparılır. Planetin süni peyki, planetin müəyyən bir hissəsi haqqında müəyyən məsafədən-distansion məlumat toplamağa imkan verir. Planetə endirilən stansiya isə planetin atmosferi və onun səthi haqqında bilavasitə məlumat əldə etmək imkanı yaradır. "Luna", Lunaxod geniş proqramla Ayı öyrənmək üçün, "Venera", Mars seriyasından olan stansiyalar isə həmin planetləri öyrənmək üçün yaradılmışdır. "Reyndjer", "Serveyor" seriyasından buraxılan stansiyalarla Ay öyrənilmiş, "Apollon" stansiyası vasitəsilə Aya

astronavtlar enmiş, "Mariner" seriyasından olan stansiyalarla Mars tədqiq olunmuşdur. Bir sıra ölkələrdə müxtəlif beynəlxalq kosmik uçuşlar proqramı həyata keçirilir və genişləndirilir.

Ulduzların və planetlərin spektri ilk dəfə XIX yüzillikdə italyan astronomu Sekki tərəfindən müşahidə olunmuşdur. O vaxtdan keçən müddətdə spektral müşahidə texnikası və alınan materialın işlənməsi metodikası keyfiyyətcə dəyişmişdir. Spektral müşahidənin əsasını işığı dalğa uzunluqlarına görə monoxromatik tərkib hissəsinə ayırmaq, yəni dispersiya etmək təşkil edir. İşığın dispersiyası prizma, yaxud difraksiya qəfəsi vasitəsilə əldə edilir. Bunlara uyğun olaraq spektral cihaz Yer laboratoriyalarında olduğu kimi prizmalı və difraksiyalı cihaz adlanır. Astrofizikada istifadə olunan ilk spektral cihaz prizmalı spektroskop olmuşdur. Spektroskop spektri yalnız vizual müşahidə etmək üçündür.

Fotoqrafiyanın kəşfindən sonra spektrin fotoqrafiyasını almaq imkanı yarandı və beləliklə, göy cisimlərini müşahidə etmək üçün xüsusi spektroqraflar düzəldildi. Sonralar göy cisimlərinin spektrinin fotoelektrik qeydə alınması geniş yayılmışdır. Spektral cihazın əsas hissəsi olan *prizma* və ya *difraksiya qəfəsi kollimator* adlanan optik sxemlə *kamera* adlanan optik sxem arasında yerləşdirilir. Kollimator mənbədən gələn işıq şüalarını paralelləşdirmək üçün istifadə olunur. O, yarıqdan və ondan linzanın fokus məsafəsi qədər uzaqlıqda yerləşən qabarıq linsadan ibarətdir. Yarığa düşən işıq şüaları bu linsadan paralel çıxır və dispersiyaedici optikaya, yəni prizmaya və ya difraksiya qəfəsinə düşür. Bundan sonra monoxromatik şüalardan ibarət tərkib hissəsinə ayrılan işıq şüaları ikinci obyektiv vasitəsilə cihazın fokal müstəvisində toplanır. Bu ikinci obyektiv, qabarıq linza-kameradır. Əgər kameranın fokal müstəvisində fotoemulsiyada spektrin əksi alınarsa, belə cihaz *spektroqraf* adlanır, əksin özünə isə *spektrogram* deyilir. Kameranın fokal müstəvisində ikinci yarıq qoyularsa, spektroqraf *monoxromator* çevrilir. İkinci yarığı spektr üzrə sürüşdükdə, yaxud dispersiyaedicini (məsələn, prizmanı) çevirdikdə spektrin bu və ya digər ensiz oblastını ayırmaq olar. Monoxromatorun çıxış yarığının arxasında fotoelek-

trik qəbuledici yerləşdirildikdə cihaz *spektrometrə* çevrilir.



Şəkil 12. Prizmalı spektroqrafın optik sxemi.

12-ci şəkildə prizmalı spektroqrafın optik sxemi verilmişdir. *Prizmalı spektroqrafla* yanaşı astronomiyada difraksiya qəfəslı spektroqraflar geniş istifadə olunur. Burada difraksiya qəfəsi əsasən əksetdirici olur. Əksetdirici difraksiya qəfəsi, üzərinə paralel ştrixlər çəkilmiş alüminlənmiş güzgüdən ibarətdir. Bu ştrixlər arasındakı məsafə və hər bir ştrixin dərinliyi dalğa uzunluğu ilə müqayisə olunacaq qədər kiçik olur. Ştrixlər hər yerdə çox böyük dəqiqliklə düz və paralel çəkilməli, eyni dərinliyə malik olmalıdır. Onu da qeyd edək ki, spektrin görünən oblastı üçün bir millimetr enində zolaqda azı 600 belə ştrix olmalıdır. Deyilənlərdən aydın olur ki, difraksiya qəfəsini hazırlamaq çətin texniki məsələdir.

Məlumdur ki, prizmada işığın rənglərə ayrılması iki mühit sərhədində işığın sınmasının dalğa uzunluğundan asılı olmasına əsaslanır. Difraksiya qəfəsində işığın rənglərə ayrılması isə işığın difraksiya və interferensiyası hadisəsinə əsaslanır. Prizmalı spektroqraftan fərqli olaraq difraksiyalı spektroqrafta bir neçə tərtibdə spektrlər alınır və nəticədə işıq itgisi çoxalır. Odur ki, difraksiyalı spektroqraflardan əvvəllər ancaq Günəşin müşahidəsində istifadə olunurdu. Sonralar ştrixlərə xüsusi profil verməklə işığın əsasən bir spektrdə toplanması mümkün oldu. Belə qəfəs istiqamətlənmiş qəfəs və ya *eşellett* adlanır. Astrofiziki müşahidələr zamanı spektroqraf, adətən, reflektora qoşulur. Bu iş iki variantda həll edilir:

1) Kollimatorun yarığı teleskopun fokal müstəvisində yerləşdirilir. Bu halda cihaz *yarıqlı spektroqraf* adlanır və alınan

spektoqram *yaraqılı spektoqram* deyilir;

2) Prizma bir başa obyektivin qarşısında yerləşdirilir, yəni spektoqrafın kollimatoru olmur. Bu halda cihaz *yarıqsız spektoqraf* adlanır və alınan spektoqram *yarıqsız spektoqram* deyilir. Bu cihaz obyektiv prizmalı kamera da adlanır.

Aydındır ki, bu, cihazda işıq itgisinin xeyli azalmasına səbəb olur. Odur ki, zəif obyektləri, adətən, obyektiv prizmalı kameralar vasitəsilə müşahidə edirlər. Bu cihazla dəyişən ulduzlar öyrənilir, ulduzların spektrlərinin kütləvi təsnifatı aparılır, onların şüa sürətləri təyin olunur.

Yarıqsız spektoqrafda prizmanın sındırma bucağı $1^{\circ}, 5-8^{\circ}$ arasında, diametrləri isə xeyli böyük (100 sm-dək) olur. Aydındır ki, bu cihaz vasitəsilə teleskopun baxış sahəsində olan bütün ulduzların spektoqramı eyni zamanda alınır, lakin bu spektoqramlar çox qısa və çox ensiz olur.

Spektral cihazı səciyyələndirən bir neçə parametr vardır. Əsas parametrlərdən biri spektoqrafın *spektral ayırdetmə qüvvəsi-ayırdetmə qabiliyyətidir*:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}, \quad (3.1)$$

burada λ - spektral xəttin mərkəzinə uyğun dalğa uzunluğu, $\Delta\lambda$ -iki qonşu xətt arasındakı ehtə minimum məsafədir ki, bu məsafədə xətlər aydın görünür. R böyük olduqda spektrdən alınan informasiya da böyük olar. Effektiv ayırdetmə qabiliyyəti müşahidə olunan obyektədən çox asılıdır. Belə ki, obyekt zəifdirsə böyük ayırdetmə qabiliyyəti olan spektoqrafdan istifadə etmək mümkün olmur, çünki, belə spektoqraflarda işıq itgisi də böyük olur. Deməli, çox böyük ayırdetmə qabiliyyətli spektoqrafla parlaq obyektlər öyrənilir. Məsələn, ən böyük ayırdetmə qabiliyyətinə malik olan spektoqrafla əsasən Günəşi öyrənilir; müasir günəş spektoqraflarında ayırdetmə qüvvəsi $R=10^6$ -ya çatdırılır. Halbuki, zəif obyektlər üçün nəzərdə tutulan obyektiv prizmalı kameraların ayırdetmə qüvvəsi 100, hətta 10 ətrafındadır. Spektral cihazların ən mühüm xarakteristikalarından biri də onların *bucaq dispersiyasıdır*:

$$C = \frac{\Delta\alpha}{\Delta\lambda}; \quad (3.2)$$

burada $\Delta\alpha$ dalğa uzunluqları fərqi $\Delta\lambda$ olan iki paralel işıq dəs-təsinin dispersiyaya uğradıqdan sonra əmələ gətirdikləri bucaq-dır. Spektroqrafın kamerasında alınan spektroqram müəyyən *xətti dispersiya* ilə səciyyələnir; bu da spektroqrafın əsas xaraq-teristikasıdır. Xətti dispersiya C' bucaq dispersiyası C ilə aşağıdakı kimi əlaqədardır.

$$C' = f \cdot C; \quad (3.3)$$

burada f - kameranın fokus məsafəsidir. Praktikada çox vaxt C' deyil, onun tərs qiymətindən istifadə olunur:

$$\frac{1}{C'} = \frac{1}{fC} = \frac{\Delta\lambda}{\Delta\alpha} \cdot \frac{1}{f} \quad (3.4)$$

(3.4)-də $\Delta\alpha$ -nı radianla verib $f\Delta\alpha = \Delta l$ işarə etməklə $D = \frac{\Delta\lambda}{\Delta l} \text{ \AA/mm}$ yazsaq, xətti dispersiyanın mənası daha əyani olar; spektroqrafın *xətti dispersiyası spektr üzrə 1 mm-də yerləşən dalğa uzunluqları intervalının anqstremlərlə ifadəsidir*. Məsələn, 100 \AA/mm o deməkdir ki, spektroqram üzərində $\Delta l = 1 \text{ mm}$ -ə $\Delta\lambda = 100 \text{ \AA}$ dalğa uzunluqları intervalı uyğundur. Xətti dispersiya böyük olanda onu mm/E kimi yazmaq əlverişlidir.

Astronomiyada istifadə olunan spektral cihazın seçilməsi obyektin xarakterindən asılıdır: ulduz spektroqrafı, dumanlıq üçün nəzərdə tutulan (və nebulyar spektroqraf adlanan) cihazdan fərqli olur, günəş spektroqrafları da digərlərindən fərqli olur. Belə ki, günəş spektroqrafları ən böyük dispersiyalı olur (məsələn, $0,1 \text{ \AA/mm}$, yaxud 10 mm/E); yuxarıda dedik ki, bu spektroqrafların ayırdetmə qüvvəsi də böyük olur (10^6 -a çatır), halbuki, yarıqsız spektroqrafda və ya obyektiv prizmalı kameralarda xətti dispersiya 1000 \AA/mm -ə qədər, ayırdetmə qüvvəsi isə çox kiçik -100, hətta 10 tərtibində olur.

Ulduz spektrində spektral xətlərin və zolaqların eyniləşdirilməsi onların spektroqramının neqativindən istifadə etməklə aparılır. Bu məqsədlə əvvəlcə spektroqramın üzərində bir neçə

seçilmiş xəttin dalğa uzunluğu müqayisə spektrinin köməyilə tapılır. Bəzi isti ulduzların spektroqramlarında hidrogenin balmer seriyası xətləri, yaxud başqa atom və ya ionların bir sıra məşhur xətləri lap aydınca görünür. Laboratoriya dalğa uzunluqları məlum olan xətlərə və spektroqrafın məlum xətti dispersiyasına istinad edərək spektroqramdakı digər xətlərin dalğa uzunluqları hesablanır. Bu dalğa uzunluqlarını laboratoriyadan məlum olan müxtəlif elementlərin spektral xətlərinə uyğun dalğa uzunluqları ilə müqayisə edərək, verilmiş spektroqramdakı müşahidə olunan xətlərin hansı kimyəvi elementə məxsus olması müəyyən edilir. Kainat obyektlərində, o cümlədən, ulduz atmosferində kimyəvi elementlərin miqdarını təyin etmək üçün astrofizikada müxtəlif üsullar vardır. Bu üsulların əsasını spektral analiz, öyrənilən obyektin fiziki quruluşu haqqında məlumat və nəzəri fizika baxımından nəticələrin interpretasiyası təşkil edir.

II FƏSİL. ASTROFİZİKA TƏDQIQAT ÜSULLARI

I HİSSƏ. ASTROFOTOMETRİYA

§4. Astrofotometriya və fotometrik kəmiyyətlər

Astrofotometriyada Kainat obyektindən qəbulediciyə çatan işığın miqdarı ölçülür, tətbiq olunan ölçmə üsulları və ölçmə cihazlarının bu və ya digər xüsusiyyətləri öyrənilir. Kainat obyektləri nöqtəvi və ya müəyyən ölçüdə görünürlər. Məsələn, ulduzlar, asteroidlər ən güclü teleskopda belə nöqtəvi görünürlər (birincilər yerdən çox-çox uzaqlarda, ikincilər isə ölçücə kiçik olduqlarından). Hətta parlaq planetlərin özlərini də adi gözlə biz nöqtəvi mənbələr kimi görürük. Nöqtəvi mənbə özünün işıqlanması ilə səciyyələnir. Obyekt müəyyən görünən bucaq ölçüsünə malikdirsə (Günəş, Ay, dumanlıqlar, ulduz sistemləri və s.) işıqlanması ilə yanaşı parlaqlığı ilə də səciyyələnir (bax: (4.2) və (4.4)).

Mənbəyin işıqlanması onun qəbuledicidə (gözdə, fotolöv-hədə, fotoelementdə və başqa qəbuledicidə) yaratdığı işıqlanmadır. *İşıqlanma* astrofizikada çox əhəmiyyətli fotometrik kəmiyyətdir, çünki astrofizikada bilavasitə ölçülə bilən kəmiyyət məhz işıqlanmadır. *İşıqlanma* ilə yanaşı obyektin *ışığı*, *şüalanmasının intensivliyi və sıxlığı*, *şüalanma seli*, *obyektin parlaqlığı* kimi fotometrik kəmiyyətlər də astrofiziki tədqiqatlar üçün zəruri parametrlərdir.

İşıqlanma işıq selinin (aşağıya bax) ona perpendikulyar olan bərabər işıqlanan səthə nisbətidir. *Obyektin ışığı* onun bütün istiqamətlərdə vahid zamanda şüalandırdığı enerjinin miqdarıdır. *Obyektin şüalanma intensivliyi* onun şüalanması istiqamətinə perpendikulyar qoyulmuş vahid səthə vahid cismi bucaq daxilində vahid tezliklər intervalında vahid zamanda düşən şüa enerjisinin miqdarıdır; intensivliyə verilən bu tərif yeganə deyildir, yəni intensivlik sözü altında başqa məna kəsb edən fotometrik kəmiyyət də vardır (aşağıya bax). *Şüalanma sıxlığı* vahid həcmdə vahid tezliklər intervalında şüa enerjisinin miqda-

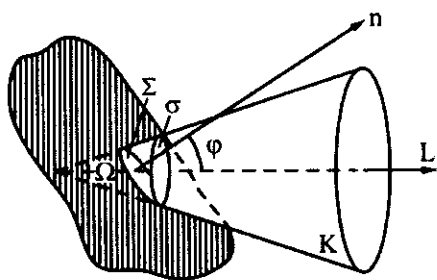
rıdır. *Şüalanma seli* şüalanma sahəsində vahid səthdən bütün istiqamətlərdə vahid tezliklər intervalında vahid zamanda keçən şüa enerjisinin miqdarıdır. *Obyektin parlaqlığı* onun elə şüalanma selidir ki, həmin sel şüalanma istiqamətində vahid cismi bucaq daxilində olmaqla obyektə toxunan və bu istiqamətə perpendikulyar olan vahid səthdən keçir; parlaqlığın tərifindən görünür ki, obyekt tərəfindən işıqlanan vahid səthi bu obyektin şüalanma sahəsinin istənilən nöqtəsində yerləşdirsək, onda parlaqlıq intensivlik mənasını daşıyır; bu intensivlik mənbəyin işıq qüvvəsi adlanır və yuxarıda bəhs etdiyimiz intensivlikdən fərqli fotometrik kəmiyyət olur; bu kəmiyyətə *orta intensivlik* demək daha düzgün olar. Çünki işıq qüvvəsi obyektin orta intensivliyinin bu obyekt tərəfindən bərabər işıqlandırılan səthə nisbətində bərabərdir. Astrofizikada istifadə olunan fotometrik kəmiyyətlər elektromaqnit şüalanmasının bütün spektrinə, müxtəlif diapazonlarına (rentgen, optik, radio) və müəyyən tezliyinə aid ola bilər. Qeyd etdik ki, astrofizikada bilavasitə ölçülə bilən kəmiyyət işıqlanmadır. Məsələn, fotoelektrik üsulla işıqlanmanı ölçmək üçün fotoelementin pəncərəsi teleskopun fokal müstəvisində yerləşdirilir. Obyektin işıq selinin təsiri ilə yaranan fotocərəyanın şiddəti işıqlanma ilə mütənasib olduğundan, nəticə etibarilə biz mənbənin işıqlanmasını ölçə bilərik. Məlumdur ki, ümumi şəkildə işıqlanma

$$E = \frac{\phi}{S} \cos i \quad (4.1)$$

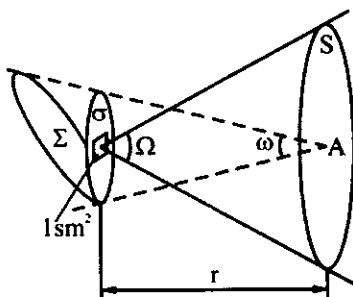
düsturu ilə ifadə olunur. Burada ϕ -mənbəyin işıq seli, S -bərabər işıqlanan səth (məsələn, fotoelementin pəncərəsinin sahəsi), i -ışıq selinin düşmə bucağıdır. $i=0^\circ$ olduqda şüalar səthə normal düşdüyündən bu halda mənbəyin yaratdığı işıqlanma maksimum olur:

$$E = \frac{\phi}{S} \quad (4.2)$$

Astrofotometriyada məhz bu işıqlanma ölçülür. Əvvəlcə işıqlanma və parlaqlığın təriflərinə əsasən bu iki fotometrik kəmiyyət arasındakı əlqəni tapaq. Bunun üçün 13 və 14-cü şəkillərdən istifadə edək.



Şəkil 13. Şüalandıran səthin parlaqlığı.



Şəkil 14. Şüalandıran obyektin yaratdığı işıqlanma.

Şüalandıran səthin Σ elementinə baxaq. Fərz edək ki, bu element cismi bucağı Ω olan elə K konusunun ixtiyari kəsiyidir ki, bu konusun L oxu həmin elementin n normalı ilə φ bucağı əmələ gətirir. Σ səth elementinin bu konus daxilində şüalandırdığı selə ϕ deyək. Onda yuxarıdakı şərtlər daxilində baxış şüasına (L oxuna) perpendikulyar olan $\sigma = \Sigma \cos \varphi$ səthindən keçən sel də ϕ olar. Parlaqlığın (B) tərifinə əsasən, 13-cü şəklə istinad etməklə,

$$B = \frac{\phi}{\Omega \Sigma \cos \varphi} = \frac{\phi}{\Omega \sigma} \quad (4.3)$$

yazarıq. Digər tərəfdən cismi bucaq anlayışına əsasən 13-cü şəkildən istifadə etməklə $\Omega = S/r^2$ və $\omega = \sigma/r^2$ yazarıq (obyektin səthinin həmin obyektə qədər məsafənin kvadratına nisbəti onun cism bucağıdır). Bu iki ifadədən $\Omega \sigma = S \omega$ münasibəti alınır. Bu münasibəti və (4.2)-ni (4.3)-də nəzərə alsaq

$$E = B \omega \quad (4.4)$$

olar. (4.4)-dən görürük ki, obyektin yaratdığı maksimum işıqlanma onun orta parlaqlığı ilə cismi bucağın hasilinə bərabərdir. (4.4)-ün sol tərəfinə (4.2)-ni, sağ tərəfində isə B -ni \bar{I} orta intensivlik vasitəsilə \bar{I}/S kimi əvəz etsək,

$$\frac{\phi}{S} = \frac{\bar{I}}{S} \omega$$

Başqa sözlə,

$$\phi = \bar{I}\omega \quad (4.5)$$

alarıq. Beləliklə, *mənbəyin şüalanma seli bu mənbəyin orta intensivliyi ilə (ışığı qüvvəsi ilə) cismi bucağın hasilinə bərabərdir.* (4.4)-dən görünür ki, mənbəyin qəbuledicidə yaratdığı işıqlanmanı və cismi bucağı bilməklə onun orta parlaqlığını tapa bilərik; buna analoji olaraq (4.5)-dən istifadə etməklə mənbəyin şüalanma seli və cismi bucağını bilərək onun orta intensivliyini təyin edə bilərik. (4.4) əsas etibarını ilə optik müşahidələrdə, (4.5) isə radiomüşahidələrdə tətbiq olunur. Bu deyilənlər, əlbəttə, görünən ölçüyə malik olan obyektlərə aiddir. Nöqtəvi mənbələrin cismi bucağı sıfır olduğundan belə obyektlərin yalnız yerdə yaratdıqları işıqlanmanı və ya onların işıqlığını təyin etmək olar.

§5. Görünən ulduz ölçüləri

Astrofizikada işıqlanmanın fiziki analoqu olaraq ulduz ölçüsü adlanan kəmiyyətdən istifadə edilir. Əlbəttə, ulduz ölçüsü termini obyektin həndəsi ölçüsünə aid deyildir. Ulduz ölçüsü ilk astrofotometrik anlayışdır. Belə ki, hələ Hipparx eramızdan əvvəl II yüzillikdə gözlə seçilən ulduzları işıqlanmalarına görə altı ulduz ölçüsünə ayırmışdı. O, qəbul etmişdir ki, ən parlaq (ışıqlı) ulduzun ulduz ölçüsü 1, ən zəifinki isə 6-dır. Parlaqlığın ulduz ölçüsü vasitəsilə qiymətləndirilməsinin fiziki, daha doğrusu fizioloji əsasları yalnız Hipparxdan iki min il sonra XIX yüzillikdə fizioloq Veber və psixoloq Fexner tərəfindən kəşf edilən bir qanuna əsasən öz izahını tapmışdır. *Bu qanuna görə hər hansı qıcıqlandırıcı təsirin hiss olunmasındakı dəyişiklik həmin qıcıqlandırıcı amilin nisbi dəyişməsi ilə düz mütənasibdir.* Bu qanunu ulduz ölçüsü anlayışına tətbiq etsək, Kainat obyektinə qıcıqlandırıcı, qəbulediciyə (gözə, fotoemulsiyaya, fotoelementə və s.) hissiyyat mərkəzi kimi baxa bilərik. Qıcıqlandırıcının obyektiv meyarı onun qəbuledicidə yaratdığı işıqlanmadır, ulduz ölçüsü isə bu işıqlanmanın qəbulediciyə təsir dərəcəsidir. Burada Veber-Fexner qanunu belə ifadə oluna bilər *qıcıqlandırıcı (ışığı-*

lanma)həndəsi silsilə ilə dəyişdikdə, hissiyyat (ulduz ölçüsü) ədədi silsilə ilə dəyişir. Deyilənlərə əsasən qıcıqlandırıcı amil olan E parlaqlığının $\frac{dE}{E}$ nisbi dəyişməsi ilə hissiyyatı səciyyə-ləndirən ulduz ölçüsü m -in dm dəyişməsi arasında

$$dm = -k \frac{dE}{E}$$

asılılığın alırıq. Bu ifadəni inteqralladıqdan sonra

$$m = -k \ln E + C \quad (5.1)$$

ifadəsini alırıq. Burada k -mütənasiblik əmsalı, C isə inteqralla-ma sabitidir. (5.1) ifadəsini ulduz ölçüləri m_1 və m_2 parlaqlıqları uyğun olaraq E_1 və E_2 olan iki kainat obyektini (məsələn, ulduz) üçün yazsaq, onların fərqi üçün alırıq:

$$m_2 - m_1 = -k \ln(E_2/E_1) = k \ln(E_1/E_2)$$

və ya

$$\lg E_1/E_2 = (m_2 - m_1) \lg \rho \quad (5.2)$$

İngilis alimi Poqson XIX əsrin ikinci yarısında ulduz parlaqlığı ilə ulduz ölçüsü arasında Hipparxın aldığı nəticəyə isti-nadən belə bir fikir irəli sürdü: Parlaqlıqları nisbəti 100-ə bəra-bər olan iki göy cisminin ulduz ölçüləri fərqi 5-ə bərabər qə-bul etsək, onda (5.2)-ə əsasən $\lg \rho = 0,4$ olar. Odur ki, (5.2) ifadəsini aşağıdakı ifadə ilə əvəz edirik:

$$\lg(E_1/E_2) = 0,4(m_2 - m_1) = -0,4(m_1 - m_2), \quad (5.3)$$

burada alimin məqsədi Hipparxın hesab etdiyi 2,5 vuruğunu ona çox yaxın olan elə vuruqla əvəz etmək olub ki, onun onluq lo-qarifmi sadə olsun ($\lg 2,512 = 0,4000$ -dir).

Poqson düsturu iki obyektin işıqlanmaları nisbəti məlum olduqda onların ulduz ölçüləri fərqi və ya tərsinə-məlum ul-duz ölçüləri fərqi görə onların işıqlanmaları nisbətini tap-mağa imkan verir. (5.3)-dən aydındır ki, *ulduz ölçüsü, mənbəyin işıq şüalarına perpendikulyar qoyulmuş səthin həmin mənbə tə-rəfindən nisbi işıqlanmasının əsası 2,512 olan mənfə işarəli lo-qarifmidir.* Doğrudan da, (5.3)-də $E_2 = 1$ qəbul etsək (bu halda $m_2 = 0$), yəni E nisbi işıqlanma olsa

$$m = -\lg_{2,512} E \quad (5.4)$$

olar; ümumiyyətlə isə

$$\frac{E_1}{E_2} = 2,512^{-(m_1 - m_2)} \quad (5.5)$$

(5.5) düsturuna əsasən deyirik ki, bir obyektin ulduz ölçüsü digərindən bir vahid böyükdürsə, onun görünən parlaqlığı birincidən 2,512 dəfə kiçikdir, yaxud tərsinə bir obyektin ulduz ölçüsü digərindən bir vahid kiçikdirsə, onun görünən parlaqlığı birincidən 2,512 dəfə böyükdür. Göründüyü kimi parlaqlığın böyüməsi obyektin ulduz ölçüsünün kiçilməsi kimi ifadə olunur. Yadda saxlamağa dəyər ki, bir obyekt digərindən 100 dəfə parlaq görünürsə, bu o deməkdir ki, onun ulduz ölçüsü digərindən 5 vahid kiçikdir. Yeri gəlmişkən qeyd edək ki, ulduz ölçüsü obyektin ölçülən işıq selini səciyyələndirdiyindən, bu kəmiyyət bütün Kainat obyektlərinə, istər nöqtəvi, istərsə də ölçüsü görünən obyektlərə tətbiq edilir. Günəş Yerə ən yaxın ulduz olduğundan onun görünən (vizual) ulduz ölçüsü mənfidir ($-26^m,78$) və o, ulduz göyünün ən parlaq obyektidir (əlbəttə, Yerdəki müşahidəçi üçün). Əyani müqayisə üçün 2-ci cədvəldə Günəş sisteminin bir sıra cismlərinin görünən (vizual) ulduz ölçüsü və cismi bucağı verilmişdir. Bu cədvəldə verilən kəmiyyətlər Merkuri və Venaranın ən böyük elonqasiyada, qalan planetlərin isə qarşılıqmadakı vəziyyətlərinə aiddir. Ulduz göyündə adi gözlə görünən ən zəif obyektin ulduz ölçüsü 6^m -dir. Odur ki, vizual ulduz ölçüsü 6^m -dən böyükdürsə onu ancaq teleskopda görmək olar. Müasir ulduz elektrofotometrleri vasitəsilə çox zəif olmayan ulduzun ölçüsünü $0^m,005$ - $0^m,01$ dəqiqliklə ölçmək olur. Ən böyük dəqiqliyi ($0^m,005$) çox yüksək dağ rəsədxanalarında – şəffaflığı böyük olan atmosfer şəraitində əldə etmək olur. Müasir ulduz elektrofotometrində müxtəlif işıq süzgəclərindən istifadə etməklə ulduzların rəng xarakteristikaları, polarizasiya analizatorlarından istifadə etməklə isə ulduz işığının polarizasiya dərəcəsi böyük dəqiqliklə təyin olunur.

Bəzi obyektlərin fotometrik xarakteristikaları

Obyekt	Görünən (vizual) ulduz ölçüsü	Cismi bucaq (steradianlarla)
Günəş	-26,78	$6,7 \cdot 10^{-5}$
Ay (bədirlənmiş)	-12,7	$6,6 \cdot 10^{-5}$
Merkuri	-0,2	$1,4 \cdot 10^{-9}$
Venera	-4,1	$2,5 \cdot 10^{-8}$
Mars	-1,9	$3,8 \cdot 10^{-9}$
Yupiter	-2,4	$3,4 \cdot 10^{-8}$
Saturn	+0,8	$5,7 \cdot 10^{-9}$
Uran	+5,8	$2,7 \cdot 10^{-10}$
Neptun	+7,6	$9,8 \cdot 10^{-11}$
Zenitdə aysız gecə göyünün 1 kv. dərəcəsi	+3,5	$3 \cdot 10^{-4}$

Ulduz ölçüləri şkalası nisbi şkaladır. Göy cisimlərinin parlaqlığını ulduz ölçüləri ilə ifadə etmək üçün onlardan birinin parlaqlığının ulduz ölçüsü ilə ifadə etmək imkanı olmalıdır, yəni şkalanın sıfır başlanğıcı olmalıdır. Bu işə parlaqlığın ölçülməsində istifadə olunan işıq qəbuledicisindən asılıdır.

Adi gözlə, vizual fotometr adlanan qəbuledici vasitəsilə təyin olunan ulduz ölçüsü vizual ulduz ölçüsü adlanır. Spektrin görünən oblastında effektiv dalğa uzunluğunun $\lambda 5550 \text{ \AA}$ olduğunu bilirik. XX yüzilliyin əvvəllərində Harvard (Kembric, ABŞ) Universitetində vizual ulduz ölçüləri şkalası yaradılmış və bu şkalaya əsasən Kiçik Ayı bürcünün α ulduzunun görünən ulduz ölçüsünün $m_v = 2^m, 12$ olduğu müəyyən edilmişdir. Ümumiyyətlə, ulduz ölçülərinin sıfırncı punktu ilk dəfə şimal qütb oblastına daxil olan ulduzların parlaqlığını müxtəlif üsullarla böyük dəqiqliklə təyin etməklə müəyyənləşdirilmişdir.

Yer atmosferindən kənarında bütün görünən spektr oblastında $10^6 \text{ kvant/sm}^2 \cdot \text{san}$ şüalanma seline malik olan ulduzun ölçüsü 0^m qəbul edilmişdir. Spektrin yaşıl şüalar oblastında bu sel $10^3 \text{ kvant/sm}^2 \cdot \text{san}$ -dir. Bir neçə ulduzun vizual ulduz ölçüsü 0-ra yaxındır. Veqa ($0^m, 1$) Kapella ($0^m, 2$); ulduz göyünün iki ön

parlaq ulduzunun vizual ulduz ölçüsü isə mənfidir. Bunlar Sirius, (-1^m , 58) və Kanopus (-0^m , 86) ulduzlarıdır. Teleskopsuz, adi gözlə görünən ulduzların ümumi sayı 6000-ə yaxındır. Beləliklə, eyni zamanda adi gözlə 3000-ə yaxın ulduzu görmək olar. Təkcə bizim ulduz sistemində (bizim Qalaktikada) isə $2 \cdot 10^{11}$ ulduz vardır. Deməli, teleskopsuz adi gözlə görünən ulduzların ümumi sayı necə deyərlər "dəryada damcılardır". Dedik ki, adi gözlə və ya vizual fotometr vasitəsilə təyin olunan, görünən ulduz ölçüsü vizual ulduz ölçüsü (m_v) adlanır. *Vizual ulduz ölçüsündən* başqa, qəbuledicinin növündən asılı olaraq *fotoqrafik* (m_{pg}), *fotovizual* (m_{pv}), *UBV sistemində sarı* (V), *göy* (B), *ultrabənövşəyi* (U) və *bütün dalğalar oblastında şüalanmaya aid olan bolometrik* (m_b) ulduz ölçüləri vardır. Aydın ki, fotoqrafik ulduz ölçüsü fotoemulsiyada alınan xəyala əsasən təyin olunur. Əks xüsusi sarı işıq süzgeci ilə təchiz olunmuş ortoxromatik və ya izoortoxromatik emulsiyada alındıqda görünən ulduz ölçüsü fotovizual ulduz ölçüsü adlanır. Xüsusi sarı işıq süzgeci ilə təchiz olunmuş sensibilizə edilmiş fotoemulsiyanın spektral həssaslığı gözünkünə çox yaxın olduğundan bu qayda ilə təyin olunan fotovizual ulduz ölçüsü vizual ulduz ölçüsündən az fərqlənir.

Bolometrik ulduz ölçüsünü təyin edərkən göy cismindən gələn işıq selinin müəyyən hissəsinin yer atmosferində və müşahidə vasitəsinin optik sistemində itirildiyini nəzərə almaq lazımdır. Bu itgi spektrin müxtəlif oblastlarında müxtəlif və hər bir optik sistem üçün selektiv xarakter daşıyır. Aydın ki, göy cisminin tam spektr üzrə şüalanmasını qiymətləndirmək üçün bu itgini nəzərə almaq lazımdır. *Bütün spektr üzrə şüalanmanı nəzərə almaqla təyin olunan ulduz ölçüsü bolometrik ulduz ölçüsü* (m_b) olur. Bolometrik ulduz ölçüsü əvvəllər nəzəri hesablanırdı. Son vaxtlar bolometrik ulduz ölçüsü atmosferdən kənar müşahidə üsulu ilə tapılır.

Müxtəlif fotometrik sistemlərdə Günəşin görünən (və mütləq) ulduz ölçüləri 3-cü cədvəldə verilmişdir. Bu cədvəldən görünür ki, Günəşin sarı (V) ulduz ölçüsü və vizual ulduz ölçüsü bolometrik ulduz ölçüsünə ən yaxındır. Əvvəla qeyd edək ki,

bütün Kainat obyektlərinin bolometrik ulduz ölçüsü ulduz ölçülərinin qalan növlərindən kiçik olmalıdır; Günəşin sarı və vizual ulduz ölçülərinin bolometrik ulduz ölçüsünə çox yaxın olmaları isə göstərir ki, Günəş əsasən yaşıl və sarı spektr oblastında şüalandırır və bu şüalar yer atmosferində demək olar ki, udulmur. Bu cədvəldən eyni zamanda görürük ki, Günəşin optik spektrində ən böyük itgi ultrabənövşəyi oblastda, sonra göy oblastda və nəhayət fotoqrafik oblastdadır.

Cədvəl 3

Müxtəlif fotometrik sistemlərdə Günəşin görünən və mütləq ulduz ölçüləri

Ulduz ölçüləri sistemi	Görünən ulduz ölçüsü	Mütləq ulduz ölçüsü
Vizual	$m_v = -26^m,78$	$M_v = +4^m,79$
Fotoqrafik	$m_{pg} = -26,21$	$M_{pg} = +5,36$
Sarı	$V = -26,80$	$M_v = +4,77$
Göy	$B = -26,17$	$M_B = +5,40$
Ultrabənövşəyi	$U = -26,05$	$M_U = +5,52$
Bolometrik	$m_b = -26,85$	$M_b = +4,72$

3-cü cədvəlin axırıncı sütununda Günəşin parlaqlığı mütləq ulduz ölçülərində də verilmişdir (mütləq ulduz ölçüsü ilə §7-də tanış olacağıq).

§6. Görünən ulduz ölçüsü vasitəsilə teleskopun optik qüvvəsinin qiymətləndirilməsi

§1-də demişdik ki, altı metrlik teleskopda görünə bilən ən zəif obyekt öz parlaqlığına görə adi gözlə güclə seçilən ulduzdan milyon dəfə zəifdir, çox həssas fotolövhədə isə bu teleskop vasitəsilə adi gözlə güclə seçilən ulduzdan 40 milyon dəfə zəif obyektin xəyalını almaq olur. Bu dediklərimizi ulduz ölçüsü vasitəsilə şərh edək, yəni görünən ulduz ölçüsü vasitəsi ilə teleskopun optik qüvvəsinə-nüfuzetmə qabiliyyətini qiymətləndirək. Bunun üçün isə əvvəlcə teleskopun optik qüvvəsi anlayışını yada salaq. §1-də demişdik ki, teleskopun optik qüvvəsi, Aysız və ideal atmosfer şəraitində teleskopda güclə seçilə bilən zenitdəki ən zəif ulduzun ulduz ölçüsü ilə ifadə olunur.

Teleskopun optik qüvvəsi düsturunu çıxaraq. İnsan gözü bəbəyinin diametri $d = 6\text{mm}$, ən zəif obyekt seçmək qabiliyyəti, yəni optik qüvvəsi isə $m = 6^m$ -dir. Diametri $D\text{ mm}$ olan obyektiv gözə nisbətən $(D/d)^2$ dəfə çox işıq toplayır. Odur ki, belə obyektivə malik teleskopun işıq selinin toplama qabiliyyəti gözünkündən $(D/d)^2$ dəfə böyük olmalıdır. Teleskopun ən zəif obyekt seçmə qabiliyyəti, yəni teleskopun optik qüvvəsinə uyğun ulduz ölçüsü m_T olsun. Onda (5.3) düsturuna əsasən

$$\lg(D/d)^2 = -0,4(m - m_T)$$

olar. Buradan

$$m_T = m + 5(\lg D - \lg d)$$

düsturunu alarıq. $d = 6\text{mm}$, $m = 6^m$ olduğundan

$$m_T = 2^m, 1 + 5 \lg D \quad (6.1)$$

olar ($D\text{ mm}$ -lə verilir).

$D = 6000\text{ mm}$ olduqda (6.3)-dən $m_T = +21^m$ alarıq. Ulduz ölçüsü 21^m olan ulduz insan gözünün güclə seçə bildiyi ulduzdan (6^m -dan) $2,512^{21-6} = 2,512^{15} = 10^6$ dəfə zəifdir. Əsrimizin əvvəllərində ən böyük optik teleskopun obyektivinin diametri $10,4$ metrdir. Bu teleskop üçün $m_T \approx +22^m, 185$ -dir. Odur ki, bu teleskopda görünə bilən ən zəif obyekt adi gözlə çətinliklə seçilən ulduzdan 3 milyon dəfə zəifdir.

Teleskopun fotoqrafik optik qüvvəsi

$$m_F = 5 \lg D + 3,1 \lg t - 1^m \quad (6.2)$$

düsuru vasitəsilə ifadə olunur. Burada D teleskopun obyektivinin diametri (mm -lə), t -ekspozisiya müddətidir (dəqiqələr). Diametri $D = 6000\text{ mm}$ olan optik teleskop üçün ən zəif obyektin optimal ekspozisiya müddəti $t = 200$ dəqiqədir. D və t -nin bu qiymətlərində (6.2)-dən $m_F \approx 25^m$ alarıq. Beləliklə, 6 metrlik teleskop vasitəsilə ən həssas fotolövhədə xəyalı alınan ən zəif obyekt adi gözlə zorla seçiləndən, həqiqətən $2,512^{25-6} = 40 \cdot 10^6$ dəfə zəifdir. Əsrimizin ilk illərindəki ən böyük optik teleskopun

fotografik optik qüvvəsi 6 metrliyinkindən 3 dəfə böyükdür – adi gözün çətinliklə seçə bildiyindən 120 miyon dəfə zəif obyekt seçə bilər.

Hesablamalar göstərir ki, atmosferdən kənarında yerləşdiriləcək gələcək rəsədxanalarda televiziya qoşulmuş ən böyük optik teleskop vasitəsilə 34-cü ulduz ölçüsünə malik zəif ulduzların təsvirini almaq mümkün olacaqdır. Bu ulduzlar hazırda görünmə həddində müasir teleskoplarda görünən ulduzlardan on min dəfələrlə zəifdir.

§7. Mütləq ulduz ölçüsü

Görünən ulduz ölçüsü Kainat obyektinin həqiqi şüalanmasını xarakterizə edə bilməz, çünki şüalanmanın seli obyektə qədər məsafədən asılıdır. Əslində ulduz Yerə yaxın olduğuna görə başqalarından parlaq görünə bilər. Eləcə də ulduz çox uzaqda olduğuna görə başqalarından zəif görünə bilər. Beləliklə, obyektlərin həqiqi parlaqlıqlarını müqayisə etmək üçün onları xəyalən eyni məsafəyə gətirmək lazımdır. Astronomiyada bu məsafə 10 parsek qəbul olunmuşdur. *Obyektin-10 parsek məsafədəki ulduz ölçüsünə mütləq ulduz ölçüsü deyilir.*

Ulduza qədər həqiqi məsafə r parsek, onun görünən parlaqlığı E , 10 parsek məsafədə E_0 olarsa

$$\frac{E}{E_0} = \frac{10^2}{r^2}$$

yazarıq, çünki parlaqlıq məsafənin kvadratı ilə tərs mütənasibdir. Bu ifadənin loqarifmini (5.3) düsturu ilə müqayisə etsək

$$-0,4(m - M) = 2(1 - \lg r),$$

yaxud

$$M = m + 5 - 5 \lg r \quad (7.1)$$

düsturunu alırıq. Ulduzun π'' illik parallaksı ilə ona qədər r məsafəsi arasındakı məlum $r = \frac{1}{\pi''} ps$ əlaqəsinə əsasən (7.1) əvəzinə

$$M = m + 5 + 5 \lg \pi \quad (7.2)$$

olar. $(m-M)$ fərqi məsafə modulu deyilir.

(7.1) düsturu vasitəsilə Günəşin vizual mütləq ulduz ölçüsünü tapaq. Günəşin görünən vizual ulduz ölçüsü $m_v = -26^m,78$,

Günəşə qədər orta məsafə $r_{\oplus} = la.v = \frac{1}{206265} ps$ -dir. m_v və

r_{\oplus} -in bu qiymətlərini (7.1) də nəzərə alsaq,

$$M_v^{\oplus} = -26^m78 + 5^m + 26^m58 = +4^m79$$

olar.

Beləliklə, Günəşin vizual mütləq ulduz ölçüsü $+4^m,79 \approx 4^m8$ -dir, yəni 10 ps məsafədə Günəş $\approx 5^m$ ulduz ölçüsünə malik zəif ulduz kimi görünərdi.

Mütləq ulduz ölçüsü də şüalanma oblastından asılı olaraq vizual, fotoqrafik, sarı, göy, ultrabənövşəyi və bolometrik ola bilər. Günəşin timsalında müxtəlif ulduz ölçüləri sistemində mütləq ulduz ölçülərinin qiymətləri §5-də 3-cü cədvəldə verilmişdir.

II HİSSƏ. ASTROSPEKTROSKOPİYA

Giriş. Astrospektroskopiya Kainat obyektlərinin spektrlərini almaq və işləmək üsulları və bu spektrlərin təhlilinin nəticələri öyrənilir. Kainat obyektlərinin spektrləri ən zəngin informasiya mənbəyidir. Odur ki, Astrospektroskopiya və onun əsas qolu olan spektrofotometriya astrofizikanın ən əsas tədqiqat üsullarından biridir. Çox geniş və dərin tətbiq dairəsi olan bu üsul vasitəsilə alınan informasiyanın son nəticəsi Kainat obyektlərinin spektrlərinin müqayisəli təhlili və interpretasiyasıdır. Kainat obyektlərinin spektrlərində enerjinin paylanması, spektral xətlərin yaranma mexanizmləri və bu kimi məsələlərin öyrənilməsində şüalanma qanunları, o cümlədən mütləq qara cismin şüalanma qanunları çox mühüm yer tutur. Astrofizika aspektində mütləq qara cismin şüalanma qanunları ilə tanış olmaqdan əvvəl bir sıra anlayışlarla tanış olaq.

§8. Şüalanmanın mühitdə zəifləməsi və mühitin optik qalınlığı

Şüalanma onu qismən udan mühitdən keçəndə müəyyən qədər zəifləməlidir. Mühitin udma xüsusiyyətləri onun optik qalınlığı adlanan kəmiyyətlə səciyyələnir. *Mühitin optik qalınlığı* (τ) *bu mühitə düşən işıq selinin* (Φ_0) *həmin mühitdən çıxan selə* (Φ) *nisbətinin natural loqarifminə bərabərdir:*

$$\tau = \ln \frac{\Phi_0}{\Phi} \quad (8.1)$$

Çox zaman şüalanma selini onun intensivliyi ilə əvəz etməklə (8.1) tənliyini

$$\tau = \ln \frac{I_0}{I} \quad (8.2)$$

şəklində yazırlar. (8.2)-nin

$$I = I_0 e^{-\tau} \quad (8.3)$$

şəklində yazılışından görürük ki, optik qalınlığı τ olan mühitə

düşən şüalanmanın intensivliyi (I_0) bu mühitdən çıxanda e^τ dəfə zəifləyir.

(8.1) və (5.5) ifadələrinin müqayisəsindən işığın zəifləməsini ulduz ölçüləri vasitəsilə aşağıdakı kimi ifadə edə bilərik:

$$\Delta m = 1,08\tau \quad (8.4)$$

(8.3)-dən görürük ki, $\tau = 1$ olarsa belə mühitdən çıxan şüalanma intensivliyi həmin mühitə düşən şüalanma intensivliyindən $e=2,718$ dəfə zəif olar. Deməli, τ -nun bir neçə vahid qiymətində şüalanma selinin udulması çox güclü olur ($\tau = 4$ olanda çıxan şüalanma seli düşən selin $\sim 2\%$ -ni təşkil edir). *Optik qalınlığı $\tau > 1$ olan mühit optik qalın mühit adlanır, $\tau < 1$ olarsa, mühit optik nazik hesab edilir.*

Optik nazik mühit üçün (8.3) əvəzinə

$$I = I_0(1 - \tau) \quad (8.5)$$

yaza bilərik ($\tau \ll 1$ olanda bu ifadə kifayət dəqiqliyə malikdir).(8.5)-dən

$$\tau = \frac{I_0 - I}{I_0} = \frac{\Delta I}{I_0} \quad (8.6)$$

yazarıq. $\frac{\Delta I}{I_0}$ nisbəti intensivliyin nisbi zəifləməsidir. Beləliklə,

optik nazik mühitin optik qalınlığı intensivliyin nisbi zəifləməsini göstərir. Fərz edək ki, həndəsi qalınlığı l və sıxlığı ρ olan bircins mühitin 1 sm^2 səthinə düşən kütlənin miqdarı q -dür. Mühitin optik qalınlığı ondakı maddənin miqdarı ilə mütənasib olduğundan

$$q = \rho l$$

olduğunu nəzərə alaraq

$$\tau = \chi q = \chi \rho l \quad (8.7)$$

əlaqəsini yaza bilərik.

(8.7) ifadəsindən görünür ki, mütənasiblik əmsalı χ , vahid kütlə üçün hesablanmış optik qalınlıqdır. Başqa sözlə 1 sm^2 səthə düşən kütlə $1q$ olarsa $\tau = \chi$ olar. Odur ki, χ -kəsilməz spektr-

də vahid kütlə üçün (məsələn, 1 q üçün) hesablanmış orta udma əmsalı adlanır və ona maddənin qeyri-şəffafliq əmsalı deyilir. Optik qalınlıq adsız ədəd olduğundan (8.7)-dən görürük ki, $[\chi] = sm^2/q$ -dir.

Bir uducu hissəciyin kütləsini kütlə vahidi olaraq qəbul edək və hündürlüyü l , en kəsiyi $1 sm^2$ olan silindrin bu hissəciklərlə doldurulduğunu fərz edək. Onda bu silindirdəki maddənin miqdarı

$$q = nl$$

olar. Burada n -hissəciklərin konsentrasiyasıdır. ($1 sm^3$ həcmdəki sayıdır). (8.7)-yə əsasən

$$\tau = knl \quad (8.8)$$

yazarıq; burada k -bir uducu hissəcik üçün hesablanmış udma əmsalıdır. $[nl] = sm^{-2}$ olduğundan (8.8)-dən görürük ki, $[k] = sm^2$ -dir, yəni bir uducu hissəcik üçün hesablanan udma əmsalı sahə vahidləri ilə verilir. Bu o deməkdir ki, hissəciyə şüalanmanın qarşısını kəsən ekrancıq kimi baxa bilərik, yəni k elə bir ekrancığın sahəsidir ki, onun şüalanmanın qarşısını kəsmək qabiliyyəti bir hissəciyin udma qabiliyyətinə ekvivalentdir.

Buradan belə bir nəticə çıxarmaq olar: optik qalınlığı vahid olan $1 sm^2$ en kəsikli sütunda udan hissəciklərin hər birinin en kəsiyinin sahəsi $10^{-8} sm^2$ -dirsə, onda belə sütundakı hissəciklərin sayı 10^8 olar; bu sütunun hündürlüyü məlum olduqda isə udan hissəciklərin n konsentrasiyasını taparıq. Ulduz atmosferləri şəraitində əsas enerji səviyyəsində (birinci səviyyədə) olan hidrogen atomunun udma əmsalı təqribən $10^{-13} sm^2$ -dir və bu udulma, hidrogen atomlarının diskret enerji keçidlərinə uyğun spektral xətlərdə baş verir. Kəsilməz spektrdə bu əmsal $\approx 10^{-17} sm^2$ -dir.

Astrofizikada vahid kütlə (1 q) və bir atom (bir uducu hissəcik) üçün hesablanmış udma əmsalları ilə yanaşı həcmi udma əmsalı da işlənir. Həcmi udma əmsalının (α) fiziki mənası va-

hid yolda ($1sm$ -də) udulan şüalanmanın payıdır (hissəsidir). ds yolunda udulmanın payı αds olduğundan α , uzunluğun tərsi ilə (məsələn, sm^{-1} ilə) ölçülür.

Yeri gəlmişkən qeyd edək ki, vahid kütlə üçün hesablanmış şüalanma əmsalı (j) və xüsusilə vahid həcm üçün hesablanmış şüalanma əmsalı (ε) astrofizikada geniş istifadə olunur. Həcmi şüalanma əmsalı vahid cismi bucaq daxilində vahid zamanda vahid həcmə şüalandırdığı enerjidir. Bu enerji vahid tezlik intervalında, yaxud da tam spektrdə şüalana bilər.

Ümumiyyətlə, udulma və şüalanma əmsalları tezlikdən, şüalanma sahəsində yerləşən nöqtənin koordinantlarından və istiqamətindən asılıdır. Şüalanma əmsalı izotrop mühitdə istiqamətdən asılı deyil, yəni elementar həcmə kəsilməz spektrdə şüalanması bütün istiqamətlərdə eyni ehtimallıdır. Udulma və şüalanma əmsalları ümumi halda şüalanma tezliyindən asılıdır və həmin asılılıq $\chi_\nu, k_\nu, \alpha_\nu, j_\nu, \varepsilon_\nu$ kimi işarə olunur.

§9. Mütləq qara cismin şüalanması və onun astrofizikada yeri

Kütləcə Kainatın mütləq əksəriyyətini (98%-ni) təşkil edən ulduzları və həmçinin bəzi astronomik obyektləri öyrənərkən mütləq qara cismin, başqa sözlə termodinamik tarazlıqda olan cismin şüalanma qanunları tətbiq olunur. Məlumdur ki, termodinamik tarazlıqda şüalanmanın intensivliyi Kirxov qanununa əsasən

$$B_\nu(T) = \frac{\varepsilon_\nu}{\alpha_\nu} \quad (9.1)$$

münasibəti ilə ifadə olunur. Burada intensivlik $B_\nu(T)$, görünməyü kimi, yalnız şüalanmanın ν tezliyi və T temperaturunun funksiyası olmaqla ν tezliyində şüalanma və udma əmsallarının nisbətində bərabərdir. $B_\nu(T)$ intensivliyinin analitik ifadəsini ilk dəfə Plank aldığına görə (9.1) Kirxov-Plank qanunu da adlanır. Bu ifadə belədir:

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}. \quad (9.2)$$

(9.2)-də $h = 6,624 \cdot 10^{-34}$ C · san - Plank sabiti,

$k = 1,38 \cdot 10^{-23}$ C/K - Bolsman sabiti,

$c = 299792 \approx 300000$ km/san - işığın sürətidir;

Termodinamik tarazlıqda intensivlik istiqamətdən asılı deyil və $\frac{Vt}{m^2 \cdot hs \cdot sr}$ -la ölçülür. Maksimum şüalanmadan böyük

tezliklərdə (spektrin bənövşəyi ucunda) $h\nu/kT \gg 1$ olduğundan

(9.2)-də $e^{h\nu/kT} - 1 \approx e^{h\nu/kT}$ və odur ki, (9.2)

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} e^{-h\nu/kT} \quad (9.3)$$

olar. (9.3) Vin düsturu adlanır. (9.3)-dən görürük ki, spektrin bənövşəyi ucunda şüalanma qabiliyyəti kəskin şəkildə kiçilir.

Maksimum şüalanmadan infraqırmızı və radiodalğalara tərəf şüalanma qabiliyyətinin dalğa uzunluğundan asılılığı olduqca zəifdir, çünki kiçik tezliklərdə $e^{h\nu/kT} \approx 1 + h\nu/kT$ olduğundan Plank düsturu (9.2) Reley-Cins düsturuna çevrilir:

$$B_\nu(T) = \frac{2\nu^2}{c^2} kT \quad (9.4)$$

(9.4)-dən görürük ki, spektrin kiçik tezliyə (uzun dalğaya) uyğun hissəsində şüalanma qabiliyyəti temperaturla mütənasibdir. Bu düsturdan radioastronomiyada geniş istifadə olunur. Mütləq qara cismin maksimum şüalanmasına uyğun dalğa uzunluğu

$$\lambda_{\max} = \frac{2,9 \cdot 10^{-3}}{T} m = \frac{29 \cdot 10^6}{T} \text{ \AA} \quad (9.5)$$

düsturu ilə ifadə olunur. Bu, Vinin şüalanma maksimumunun sürüşməsi qanunudur. (9.5)-dən aydın görünür ki, temperatur böyüdükcə mütləq qara cismin maksimum şüalanması spektrin qısa dalğa oblastına tərəf yerini dəyişir.

Mütləq qara cismin tam şüalanma intensivliyi

$$B(T) = \int_0^{\infty} B_{\nu}(T) d\nu = \frac{ac}{4\pi} T^4. \quad (9.6)$$

Burada $a = \frac{8\pi^5 k^4}{15c^3 h^3}$ - Stefan sabitidir.

Mütləq qara cisimdən çıxan tam şüalanma seli $H(T)$, yəni bütün istiqamətlərdə vahid səthdən bütün dalğa uzunluqlarında, vahid zamanda keçən şüa enerjisinin miqdarı temperaturdan aşağıdakı kimi asılıdır:

$$H(T) = \sigma T^4 \quad (9.7)$$

Burada $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-5} \frac{\text{erq}}{\text{sm}^2 \cdot \text{K}^4 \cdot \text{san}} = 5,67 \cdot 10^{-8} \frac{\text{Vt}}{\text{m}^2 \cdot \text{K}^4}$ -

Stefan-Bolsman sabitidir və (9.7) Stefan-Bolsman qanunu adlanır. (9.7)-dən görünür ki, temperatur böyüdükcə nəinki şüalanmanın rəngi, həm də onun gücü dəyişir - ciddi sürətdə böyüyür. Bu paraqrafda tanış olduqlarımıza əsasən astrofizikada hər birinin öz yeri olan çoxsaylı temperatur növlərindən üçü ilə tanış olaq.

1) Stefan-Bolsman qanunu olan (9.7)-yə əsaslanaraq astrofizikada effektiv temperatur adlanan temperatura belə tərif verilir: 1) *Göy cisminin effektiv temperaturu elə mütləq qara cismin temperaturudur ki, onun 1 sm² səthinin bütün spektrdə enerji seli $[H(T)]$, bu cismin 1 sm² səthinin bütün spektrində şüalandırdığı enerji selinə bərabərdir.* Məsələn, Günəşin effektiv temperaturu

$$T = \sqrt[4]{H(T)/\sigma} = \sqrt[4]{(6,37 \cdot 10^7) / (5,67 \cdot 10^{-8})} = 5785 \text{K}$$

$H(T) = 6,37 \cdot 10^7 \text{ Vt/m}^2$ Günəşin 1 sm² səthinin 1 saniyədə şüalandırdığı enerji selidir. Beləliklə, Günəşin effektiv temperaturu 5785K-dir. Effektiv temperatura analogi iki temperatur-la-parlaqlıq və ya şüalanma temperaturu və rəng temperaturu ilə tanış olaq. 2) *Göy cisminin parlaqlıq və ya şüalanma temperaturu elə mütləq qara cismin temperaturudur ki, onun 1 sm² səthi-*

nin verilən dalğa uzunluğunda şüalandırdığı enerji seli obyektin 1 m^2 səthinin həmin dalğa uzunluğunda şüalandırdığı enerji selinə bərabərdir.

Günəşə aid fəsildə bu temperatur haqqında bəhs olunacaq və görəcəyik ki, $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ -də parlaqlıq temperaturu 6500 K , $\lambda = 1000 \text{ \AA}$ -də 4500 K , $\lambda = 1$ metr radiodalğada 10^6 K -dir.

3) *Göy cisminin rəng temperaturu elə mütləq qara cismin temperaturudur ki, onun spektrində müəyyən dalğa uzunluqları intervalında enerjinin nisbi paylanması həmin cisiminki kimidir.* Məsələn, $\lambda\lambda 4700 - 5400 \text{ \AA}$ dalğa uzunluqları intervalında Günəşin rəng temperaturu 8000 K -dir; yaxud $\lambda\lambda 4700-5400 \text{ \AA}$ dalğa uzunluqları intervalında 6500 K -dir.

Günəşə aid fəsildə temperaturla bağlı geniş məlumat verilmişdir.

§10. Astrospektroskopiya istifadə olunan bəzi anlayışlar

Kainat obyektlərinin çox böyük əksəriyyəti qaz halındadır. (ulduzlar, dumanlıqlar, ulduzlararası fəza və i.). Odur ki, əvvəlcə astrofizika baxımından ideal qaz, cırlaşmış qaz, şüalanma və udulmaya səbəb olan elementar proseslərlə tanış olaq.

1. İdeal qaz. Qaz halında olan Kainat obyektlərinin əksəriyyətinə ideal qaz kimi baxa bilərik. Məlumdur ki, qaz zərrəciyinin ən ehtimallı enerjisi $\varepsilon = kT$ düsturu ilə təyin olunur; burada k - Bolsman sabiti, T -mütləq temperaturdur. Bolsman sabiti bir zərrəciyin 1 K temperatur üçün hesablanmış ən ehtimallı enerjisidir. Bu enerji 1 eV olarsa

$$T_{1\text{eV}} = \frac{1\text{eV}}{k} = \frac{1,6 \cdot 10^{-12} \text{erq}}{1,38 \cdot 10^{-16} \text{erq/K}} \approx 11600 \text{K}$$

olar. Bu o deməkdir ki, ε enerjisinə malik zərrəciklərdən ibarət şüalandıran qaz mühitinin kinetik temperaturu

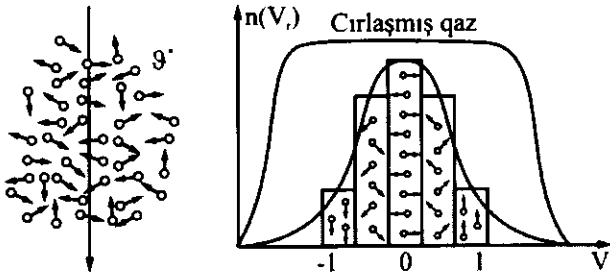
$$T = 11600\varepsilon \tag{10.1}$$

olar. Məsələn, $\varepsilon = 100 \text{ eV}$ olarsa, belə zərrəciklərdən ibarət qa-

zın kinetik temperaturu $\sim 10^6$ K olar. Qaz zərrəciklərinin ən ehtimalı sürətinin

$$v^* = \sqrt{2kT/m} \quad (10.2)$$

düsturu ilə təyin olunduğunu bilirik; burada m -zərrəciyin kütləsidir. Astrofizikada birinci yaxınlaşmada qəbul edilir ki, zərrəciklər ən ehtimalı enerji və ən ehtimalı sürətə malikdir. Onda birinci yaxınlaşmada temperaturu (ε -nın qiymətini bilərək) (10.1) vasitəsilə, sürəti isə (10.2)-dən qiymətləndirmək olar. Qaz zərrəciklərinin sürətlərini qiymətə eyni qəbul etmək mümkün olsa da, istiqamətlərini eyni hesab etmək olmaz, çünki onların hərəkəti xaotikdir. Lakin bu istiqamətlər çoxluğunu müəyyən prinsiplə qruplaşdırmaq olar. Bunun üçün şüa sürəti anlayışından istifadə olunur; zərrəciyin v , şüa sürəti fəza sürətinin baxış şüası üzrə proyeksiyasıdır. Xaotik hərəkət edən obyektin zərrəciklərinin bir qismi baxış şüasına perpendikulyar istiqamətdə hərəkət etdiyindən onların şüa sürətləri sıfır olar. Qalan zərrəciklərin yarısı müşahidəçiyə tərəf, yarısı isə əks tərəfə hərəkət etməlidir; bu zərrəciklərin bilavasitə müşahidəçiyə və ondan əks tərəfə yönələnəri sayca ən az olmalıdır. Dediklərimiz 15-ci şəkildə təsvir olunmuşdur.



Şəkil 15. Müxtəlif şüa sürətinə malik olan qaz zərrəciklərinin nisbi paylanması.

Bu şəkildə absis oxunda şüa sürəti, ordinant oxunda hər bir şüa sürətinə uyğun zərrəciklərin konsentrasiyası (n) təsvir olunmuşdur. Dairəciklər zərrəcikləri, onlara birləşən oxlar isə

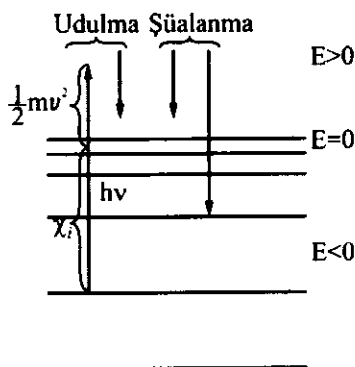
zərrəciklərin fəza sürətləri vektorlarıdır. Baxış şüası ordinant oxu istiqamətindədir. $v_r=0$ -dırsa, fəza sürət vektorları baxış şüasına perpendikulyardır. $v_r<0$ müşahidəçiyə yaxınlaşan, $v_r>0$ isə ondan uzaqlaşan zərrəciklərə aiddir. Baxış şüası istiqamətində fəza sürətinə malik olan zərrəciklərin sayı ən az, baxış şüasına perpendikulyar istiqamətdə fəza sürətinə malik olanlar isə ən çoxdur. Bu deyilənlərə əsasən $n(v_r)$ şəkildə göstərilən qırıq xətlərdən ibarət əyri ilə təsvir olunur. Belə əyri Qauss əyrisi adlanır. Bu əyrinin analitik ifadəsi isə zərrəciklərin sürətlərə görə Maksvell paylanmasından alınır. Biz zərrəciklərin sürətini qiymətcə eyni-ən ehtimallı sürət qəbul etmişdik. Əslində belə deyil, yəni zərrəciklər həm istiqamət, həm də qiymətcə müxtəlif sürətlə hərəkət edir. Şüa sürətləri v_r və $v_r + dv_r$ intervalında olan zərrəciklərin sayı e^{-v_r/v^*} ilə mütənasibdir, yəni bu say v_r -nin böyüməsi ilə eksponensial kiçilir:

$$n(v_r)dv_r = \frac{n}{v^* \sqrt{\pi}} e^{-(v_r/v^*)^2}. \quad (10.3)$$

Burada n -müxtəlif sürətə malik zərrəciklərin konsentrasiyasıdır. (10.3) zərrəciklərin sürətlərə görə Maksvell paylanması adlanır və astrofizikada bu paylanmadan çox geniş istifadə olunur. Çünki, Kainat obyektlərinin əksəriyyətində sürətlərə görə paylanma Maksvell paylanmasıdır.

2. Cırlaşmış qaz. 15-ci şəkildəki Qauss əyrisi daxilində zərrəciklər sayca artdıqca, yəni obyektə zərrəciklərin konsentrasiyası böyüdükcə sürətlərə görə paylanma əyrisi öz formasını saxlamaqla daha böyük sahəni əhatə etməlidir. Çünki bu sahə zərrəciklərin konsentrasiyası ilə mütənasibdir. Lakin paylanma əyrisinin bu forması müəyyən temperaturda müəyyən sıxlığa qədər qala bilər. Məsələn, $T=10^7 K$ olduqda sıxlığın $\rho=10^3 q/sm^3$ -dən böyük qiymətində paylanma məzmunca dəyişir. Səbəb bu halda kvant mexanikasına əsasən cırlaşma adlanan müəyyən məhdudiyətin yaranmasıdır. Bu məhdudiyət Pauli prinsipi adlanır. Bu prinsipə görə zərrəciklərin impulsları yalnız diskret qiymətlərə malik ola bilər, eyni impulsa malik çox yaxın zər-

rəciklər isə ola bilməz. Bu o deməkdir ki, müəyyən temperatūra malik qazda sıxlıq müəyyən sərhəddi aşanda onun sonrakı artması, ancaq daha böyük sürətli zərrəciklərin hesabına ola bilər. 15-ci şəkildə qınc xətlə əyrindən görüldüyü kimi ən böyük şüa sürətli zərrəciklər əyrinin qanadları tərəfdədir. Deməli, cırlaşan qazda sürətlərə görə paylanma əyrisi düzbucaqlı şəklini almalıdır. 15-ci şəkildə bu əyri bütöv xətlə göstərilmişdir. Beləliklə, cırlaşmış qazda təzyiq temperaturdan asılı deyil və yalnız sıxlıqdan asılıdır. Aydın ki, bu halda sürət də temperaturdan asılı olmayıb yalnız sıxlıqdan asılıdır (sıxlıq böyüdükcə, təzyiq kimi, sürət də böyüyür). Müəyyən cırlaşma halı üçün p təzyiqi, ρ sıxlığından $p \approx \rho^{5/3}$ kimi asılıdır. Buradan görünür ki, sıxlığın müəyyən qiymətindən sonra (verilən temperaturda) qaz cırlaşsasa sıxlığın sonrakı böyüməsi qaz təzyiqinin çox böyük sürətlə yüksəlməsi ilə müşayiət olunur. Astrofizikada cırlaşmış qaz halına tez-tez rast gəlik (ağ cırtanlar və qırmızı nəhənglər adlanan ulduzların nüvəsində və sıx, ifrat sıx obyektərdə).



Şəkil 16. Atomun enerji səviyyələri və kəsilməz spektrdə udulma və şüalanmaya səbəb olan elementar proseslərin sxematik təsviri.

3. Şüalanma və udulmaya səbəb olan elementar proseslər. Bilirik ki, hər bir atom diskret enerji səviyyələrində ola bilər. Bu səviyyələrin enerjiləri mənfidir ($E < 0$) – (bax: şəkil 16). Müəyyən atomun xarici elektronunun bir enerji səviyyə-

sindən digərinə keçməsi, yaxud bir elliptik orbitdən digərinə keçməsi yalnız həmin atoma məxsus dalğada kvantın udulması, yaxud şüalanması ilə nəticələnir. Aşağı enerji səviyyəsindən yuxarı enerji səviyyəsinə keçid nəticəsində xətdə kvant udulur, əks halda xətdə kvant şüalanır. Bütün bu hallara uyğun keçidlər, yəni diskret enerji səviyyələri arasında keçidlər bağlı-bağlı keçidlər adlanır.

Atom müsbət enerji ($E > 0$) hallarında da ola bilər. Bu halda elektron atoma bağlı deyil, sərbəstdir və nüvə ətrafında hiperbolik orbitlər üzrə hərəkət edir. Elektronların müsbət enerji səviyyələri arasındakı keçidləri kəsilməzdir və keçidlər sərbəst keçidlər adlanır. Aydınır ki, belə keçidlər nəticəsində kəsilməz şüalanma və udulma baş verir; yuxarı kəsilməz enerji halından aşağı kəsilməz enerji halına keçid kəsilməz şüalanmaya, əks keçid isə kəsilməz udulmaya səbəb olmalıdır.

Atomun mənfi enerji halından müsbət enerji halına keçməsi, yəni atomdan bir və ya bir neçə elektronun qoparılması bu atomun ionlaşması adlanır. İonlaşma prosesində elektron bağlı-sərbəst keçidə məruz qalır. Atomun bir elektronu sərbəstləşəndə ionlaşma dərəcəsi bir olur, ikisi sərbəstləşəndə atom iki dəfə ionlaşıb deyirik və i.

Atom iki yolla ionlaşa bilər: bunlardan biri zərrəciklə (atom, ion, elektron və s.) toqquşma nəticəsində ionlaşmadır. Buna zərbə ionlaşması deyilir; başqa yol şüalanmanın təsiri ilə olan ionlaşmadır ki, buna da fotoionlaşma deyilir. Fotoionlaşma zamanı işıq kvantı udulur. Udulan bu kvantın enerjisi elektronun atomdan ayrılmasına, qalanı isə sərbəstləşən elektronun kinetik enerjisinə sərf olunur. Udulan kvantın enerjisi $h\nu$, elektronun i -ci enerji səviyyəsindən ayrılmasına sərf olunan enerji, yəni i -ci enerji səviyyəsindən ionlaşma potensialı χ_i , sərbəstləşən elektronun kinetik enerjisi $m\nu^2/2$ olsun. Onda Eynşteynin fotoeffekt düsturu

$$h\nu = \chi_i + m\nu^2/2 \quad (10.4)$$

şəklində yazılar. Aydınır ki, o işıq kvantları ionlaşma törədə bilər ki, onların enerjisi $h\nu \geq \chi_i$ şərtini ödəsin. $\nu \geq \nu_i$ tezlikli

hər bir kvant ionlaşmaya səbəb olduğundan fotoionlaşma nəticəsində udulma kəsilməz spektrdə olmalıdır. İonlaşmanın əks prosesi, yəni ionun sərbəst elektronu zəbt etməsi rekombinasiya adlanır. Rekombinasiyada sərbəst-bağlı keçidlər baş verir. Rekombinasiya zamanı işıq kvantı şüalanır. Şüalanan bu kvantın enerjisi (10.4) düsturu ilə təyin olunur; odur ki, rekombinasiya şüalanması kəsilməz şüalanmadır. Bu düsturdan görürük ki, müəyyən səviyyəyə rekombinasiya edən sərbəst elektronun sürəti nə qədər böyükdürsə, şüalanan kvantın enerjisi və ya tezliyi də bir o qədər böyükdür. Sərbəst elektronun sürəti sıfırırsa, o rekombinasiya edəndə şüalanan kvantın enerjisi rekombinasiya səviyyəsindən ionlaşma potensialına bərabər olur. Bu enerjiyə uyğun dalğa uzunluğu ən böyük olur. Başqa sözlə rekombinasiya nəticəsində kəsilməz spektrdə şüalanma qırmızı sərhədə malikdir. Bu sərhəddən qısa dalğalara doğru şüalanmanın intensivliyi azalır və nəhayət, hiss edilməz olur. Rekombinasiya şüalanmasının bu xüsusiyyəti sərbəst elektronların sürətlərə görə (10.3) paylanması ilə əlaqədardır: sürət böyüdükcə sərbəst elektronların konsentrasiyası eksponensial kiçilir və nəticədə vahid həcmdə vahid zamanda baş verən rekombinasiyaların sayı azalır. Bu isə öz növbəsində intensivliyin kiçilməsinə gətirir.

Yuxarıda dediklərimiz 16-cı şəkildə təsvir olunmuşdur. İonlaşma kimi atomun aşağı diskret enerji halından yuxarı diskret enerji halına keçməsi işıq kvantının udulması, yaxud başqa zərrəciklərlə toqquşması nəticəsində ola bilər. Birinci proses fotohəyəcanlanma, ikinci - zərbə həyəcanlanması adlanır.

Atomun həyəcanlanması üçün lazım olan enerji onun həyəcanlanma potensialı adlanır. Hidrogen atomunun ionlaşma və həyəcanlanma potensialı

$$\varepsilon_{ik} = \chi_i - \chi_k = 13,56 \left(\frac{1}{i^2} - \frac{1}{k^2} \right) eV$$

düsturundan tapılır. Burada i və k atomun halları ($i < k$ qəbul edirik), χ_i və χ_k isə i və k səviyyələrindən onun ionlaşma potensialıdır. Bu düsturda $i = 1$, $k = \infty$ olarsa, onda $\varepsilon_{1k} = \varepsilon_{1\infty} = 13,56 eV$ alırıq. Bu, hidrogen atomunun birinci səviyyədən

ionlaşma potensialıdır. $i=2$, $k=\infty$, olarsa, yuxarıdakı düsturdan $\varepsilon_{1k} = \varepsilon_{1\infty} = 3,39eV$ alarıq. Bu, hidrogen atomunun ikinci səviyyədən ionlaşma potensialıdır. Yuxarıdakı düsturda $i=1$, $k=2$, $k=3$ və i. qəbul etsək uyğun olaraq $\varepsilon = 10,17eV$, $\varepsilon_{13} = 12,05eV$ və s. alarıq. Bunlar hidrogen atomunun əsas səviyyədən ikinci, üçüncü və s. səviyyələrə həyəcanlanma potensiallarıdır. $i=2$, $k=3$, $4\dots$ qəbul etsək $\varepsilon_{23} = 1,88eV$, $\varepsilon_{24} = 2,54eV\dots$ alarıq. Bunlar hidrogen atomunun ikinci səviyyədən üçüncü, dördüncü, səviyyələrə həyəcanlanma potensiallarıdır.

Bütün yuxarı diskret səviyyələrdən müəyyən aşağı səviyyəyə keçidlər emissiya xətlərinin, əksinə keçidlər isə udulma xətlərinin yaranmasına səbəb olur. $i=1$ səviyyəsinə belə keçidlər əsas seriyanı-Layman seriyasını yaradır, $i=2$ və bundan yuxarı səviyyələrə üst səviyyələrdən keçidlər isə subordinant seriyaların yaranmasına səbəb olur. (Balmer seriyası, Paşen seriyası və s). İkinci səviyyədən əsas səviyyəyə keçidlər nəticəsində yaranan xətt rezonans xətt adlanır. Hər bir seriya daxilində ən yaxın yuxarı səviyyədən keçidlə yaranan xətt seriyanın baş xətti adlanır və seriyanın işarəsinə əlavə olunmaqla α indeksi ilə, sonrakı xətlər isə $\beta, \gamma, \delta\dots$ indeksləri ilə işarə olunur. Məsələn, Layman seriyasının xətlərini ardıcıl olaraq göstərdikdə $L_\alpha, L_\beta, L_\gamma$ və s. kimi işarələmədən istifadə olunur. Hidrogen üçün üst səviyyələrdən ikinci səviyyəyə keçidlər Balmer seriyasını, üçüncüyə keçidlər, Paşen seriyasını və s. əmələ gətirir. (Hidrogenin Balmer seriyasının xətləri $H_\alpha, H_\beta, H_\gamma$ və s. kimi işarə olunur. Hidrogen atomunun spektral seriyalarına uyğun xətlərin dalğa uzunluqları λ və tezlikləri ν

$$\frac{1}{\lambda} = \left(\frac{1}{i^2} - \frac{1}{k^2} \right) \frac{1}{912 \text{ \AA}}; \nu = R \left(\frac{1}{i^2} - \frac{1}{k^2} \right)$$

düsturlarından tapılır; burada $R = 3,29 \cdot 10^{15} \text{ san}^{-1}$ - Ridberq sabitidir. $i=1$, $k=2, 3, \dots$ qiymətlərindən Layman seriyası xətlərinin dalğa uzunluqları və tezlikləri alınır (L_α xəttinin dalğa uzunluğu

$\lambda \cong 1216 \text{ \AA}$, tezliyi $\nu = 2,27 \cdot 10^{15} \text{ san}^{-1}$, L_{β} -nıki $\lambda \cong 1026 \text{ \AA}$, $\nu \cong 2,92 \cdot 10^{15} \text{ san}^{-1}$ və s.). Beləliklə, hidrogenin Layman seriyası, spektrin uzaq ultrabənövşəyi oblastında yerləşir. $i = 2, k = 3, 4, \dots$ qiymətlərində isə hidrogenin Balmer seriyası xətlərinin dalğa uzunluqları alınır (H_{α} üçün $\lambda = 6563 \text{ \AA}$, H_{β} üçün $\lambda = 4861 \text{ \AA}$, H_{γ} üçün $\lambda = 4340 \text{ \AA}$, H_{δ} üçün $\lambda \cong 4102 \text{ \AA}$ və s.). Beləliklə, Balmer seriyasının xətləri spektrin qırmızı oblastından (H_{α}) bənövşəyiyə qədər geniş diapazonda yerləşir. Paşen seriyasının xətləri spektrin infraqırmızı oblastındadır.

Nəhayət, $k = \infty$ -dan $i = 1$ səviyyəsinə keçid nəticəsində Layman kontinuumu (L_c), $i = 2$ səviyyəsinə keçid nəticəsində Balmer kontinuumu (Ba_c) və s. yaranır; bu keçidlər sərbəst-bağlı keçidlərdir. Layman kontinuumunun qırmızı sərhədi 912 \AA -dir, yəni Layman kontinuumunda kəsilməz şüalanma $\lambda \leq 912 \text{ \AA}$ dalğa uzunluqlarında, yaxud $\nu \geq 3,29 \cdot 10^{15} \text{ san}^{-1}$ tezliklərdə yerləşir. Balmer kontinuumunun qırmızı sərhədi 3646 \AA , yaxud $\nu = 8,25 \cdot 10^{14} \text{ san}^{-1}$ -dir, yəni Balmer kontinuumunda kəsilməz şüalanma $\lambda \leq 3646 \text{ \AA}$ dalğalar oblastında, yaxud $\nu \geq 8,25 \cdot 10^{14} \text{ san}^{-1}$ tezliklər oblastında yerləşir.

Astrofizikada atomların ionlaşma və həyəcanlanma hallarına görə paylanması məsələsi də mühüm yer tutur. Həyəcanlanma səviyyələrinə görə atomların paylanması termodinamik tarazlıq halında

$$\frac{n_i}{n_1} = \frac{g_i}{g_1} e^{-\frac{\chi_i - \chi_1}{kT}} \quad (10.5)$$

Bolsman düsturu ilə təyin olunur. Burada n_i -əsas, n_i isə i -ci enerji səviyyəsində atomların konsentrasiyası, g_i, g_1 -uyğun səviyyələrin statistik çəkisi (hər hansı enerji səviyyəsinə uyğun halların sayı), χ_1, χ_i bu səviyyələrdən ionlaşma potensialı, k -Bolsman sabiti, T -həyəcanlanma və ya Bolsman temperaturu-

dur. Bu düsturda $\chi_1 - \chi_i = h\nu_{1i}$ kimi yazmaq olar ($h\nu_{1i}$ kvantının birinci səviyyədən i -ciyə keçid enerjisidir-həyəcanlanma potensialıdır). (10.5) düsturunu istənilən enerji səviyyələri üçün yazmaq olar

$$\frac{n_k}{n_i} = \frac{g_k}{g_i} e^{\frac{\chi_i - \chi_k}{kT}}, k > i.$$

Termodinamik tarazlıqda ionlaşma dərəcəsi

$$n_e \frac{n^+}{n_1} = \frac{g^+}{g_1} \cdot \frac{2(2\pi mkT)^{3/2}}{h^3} e^{-\chi_1/kT} \quad (10.6)$$

Saxa düsturu ilə təyin olunur. Burada n_e -sərbəst elektronların konsentrasiyası, n^+ -ionların konsentrasiyası, g^+ -bu halın statistik çəkisi, m -elektronun kütləsi, h -Plank sabiti, T -ionlaşma temperaturudur. Hidrogen üçün $g^+ = 1$, $g_1 = 2$, $\chi_1/k = 157200$ olduğunu nəzərə alsaq (10.6)-nı

$$n_e \frac{n^+}{n_1} = 2,24 \cdot 10^{15} T^{3/2} e^{-157200/T} \quad (10.6)'$$

kimi yazırıq. Yuxarıda qeyd olunanlara zərrəciklərin sürətlərə görə Maksvell paylanması da əlavə olunmalıdır. Bu paylanmada ən ehtimallı sürətin $v^* = \sqrt{2kT/m}$ olduğunu bilirik. Bolsman, Saxa, Maksvell və Plank düsturlarına daxil olan temperaturlar bərabər olarsa mühit tam termodinamik tarazlıqdadır. Əgər Plank temperaturu fərqlidirsə, onda mühit lokal termodinamik tarazlıqdadır deyirik. Kainatda elə obyekt yoxdur ki, o, ideal termodinamik tarazlıq halında olsun. Hətta elə obyektlər var ki, onlar üçün atomların həyəcanlanma və ionlaşma hallarına görə palanmasına ayrıca baxmaq və beləliklə də Bolsman və Saxa düsturları əvəzinə yeni ifadələr yazmaq lazım gəlir, şüalanma sıxlığı isə Plank sıxlığından müqayisəsiz dərəcədə fərqli olur.

4. Real cismin şüalanması. Kainat obyektləri içərisində fiziki şərait baxımından ən sadə obyektlər qaz dumanlıqlarıdır. Bu obyektlərdə fiziki şəraitin xeyli sadə olmasının əsas səbəbi onlarda maddənin və şüalanmanın sıxlığının çox kiçik olmasıdır. Aydındır ki, bu səbəbdən qaz dumanlıqlarındakı şərait ter-

modinamik tarazlıqdan çox kəskin fərqlənməli və çox seyrək qaz mühitinin şüalanma spektri çox zəif kəsilməz fonda parlaq xətlərdən ibarət olmalıdır. Hər bir belə xətdə şüalanma intensivliyi I mühitin ρ sıxlığından, şüalanmanın mühitdə keçdiyi l yolundan və əlbəttə, mühitin ε şüalanma əmsalından asılı olar:

$$I = \varepsilon \rho l \quad (10.7)$$

(8.7) düsturuna əsasən $\rho l = \tau / \chi$ olduğundan (10.7)

$$I = \frac{\varepsilon}{\chi} \tau \quad (10.8)$$

olar. Axırncı ifadədən görünür ki, şəffaf (optik nazik) qaz qatının şüalanma intensivliyi bu qatın optik qalınlığı ilə mütənasibdir; $\tau \ll 1$ olduqda belə mühitin şüalanması Kirxhof qanunundan çox kəskin surətdə fərqlənir və bu halda termodinamik tarazlıq şərtlərindən heç cür istifadə etmək olmaz. İndi fərz edək ki, baxılan obyektin müşahidəçiyə tərəf yönəlmiş hissəsində şüalanmanın çıxdığı qat optik qalındır (yəni $\tau > 1$ -dir). Onda (10.8) münasibəti pozulur və mühitin özündə udulma hadisəsi baş verir, $\tau > 1$ olmaqla mühitdə ε / χ nisbəti hər yerdə eyni olarsa, onda obyektə çıxan şüalanmanın intensivliyinin bu mühitin optik dərinliyindən asılılığı

$$I = \frac{\varepsilon}{\chi} (1 - e^{-\tau}) \quad (10.9)$$

şəklində ifadə edilir. $\tau \ll 1$ olan halda (10.9) düsuru (10.8) düsturuna çevrilir, $\tau \gg 1$ olanda isə

$$I = \varepsilon / \chi \quad (10.10)$$

şəklində yazılır, yəni belə mühitdə şüalanmanın intensivliyi Kirxhof qanunu ilə təyin edilir. Beləliklə, kifayət qədər optik qalın ($\tau \gg 1$) mühitdə termodinamik tarazlıq şərti ödənilir.

Ulduzların (o cümlədən Günəşin) daxili qatları optik qalındır və daha dərin qatlara keçdikcə τ daha da böyüyür və bu qatlarda termodinamik tarazlıq şərti kifayət qədər dəqiq ödənilir. Əlbəttə, ulduzun mərkəzinə doğru temperatur dəyişdiyindən-böyüdüyündən hər bir qatın müəyyən temperaturuna uyğun

lokal termodinamik tarazlıqdan danışa bilərik. Aydındır ki, $\tau \gg 1$ şərtini ödəyən ulduzun daxili qatlarını şüalanma bilavasitə tərk edə bilməz. Bu şüalar həmin qatlarda təmamilə udulur, qatlar özü isə müşahidəçidən bir növ təcrid olunur, görünmür. Ulduzların lap üst qatları isə optik nazik olduğundan onların şüalanmadakı payları çox kiçikdir. Beləliklə, ulduzu, o cümlədən Günəşi və ümumiyyətlə, optik dərinlikləri vahiddən böyük, vahid və vahiddən kiçik, qatlardan ibarət şüalanma mənbəyini tərk edən şüalanmanın əsas hissəsi, demək olar ki, $\tau=1$ şərtini ödəyən qatlardan çıxır. Buradan aydın olur ki, müşahidəçinin görə biləcəyi qatlar mənbəyin tam qeyri-şəffaf mühitə çevrildiyi dərin daxili qatlardan üstdə yerləşən qatlarıdır.

Kainat obyektlərinin spektrləri çox müxtəlifdir: kəsilməz spektr və onun fonunda udulma xətləri, kəsilməz spektr və onun fonunda udulma və şüalanma (emissiya) xətləri və zolaqları, zəif kəsilməz şüalanma fonunda parlaq emissiya xətləri və s.

Astrofizikada təsadüf olunan spektr növlərindən biri də qadağan olunmuş xətlərdir. Atom spektroskopiyasından məlumdur ki, qadağan olunmuş xətlər seçmə qaydası ilə baş verməyən keçidlərlə bağlı xətlərdir.

Müəyyən edilmişdir ki, intensiv qadağan olunmuş xətlər yalnız metastabil enerji səviyyələrindən aşağı enerji səviyyələrinə keçidlər nəticəsində yaranır. Digər tərəfdən isə atomun metastabil səviyyədə qalma müddəti adi səviyyələrdə qalma müddətindən milyon və milyard dəfələrlə böyükdür. Deməli, metastabil səviyyədə spontan keçidin olması üçün atomu bu səviyyedən çıxara bilən amil olmamalıdır; belə amil isə ya şüalanma, ya da zərbə ola bilər. Odur ki, atomun uzun müddət metastabil səviyyədə qalması üçün həm şüalanmanın, həm də maddənin sıxlığı kifayət qədər kiçik olmalıdır. Günəş tacı və qaz dumanlıqlarında, qeyd olunan hər iki şərt bütünlüklə ödənilir. Kainat obyektlərindən bəhs edərkən və bir sıra fiziki xüsusiyyətlərini müəyyənləşdirərkən onların spektrləri və bu spektrlərin yaranma mexanizmləri ilə tanış olmaq çox vacibdir.

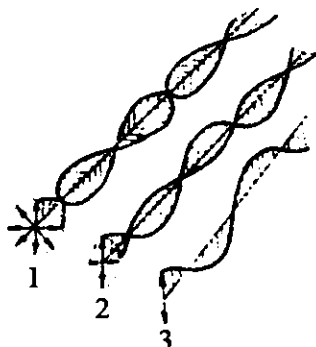
5. Şüalanmanın polarizasiyası. Astrofizikada Kainat obyektlərinin elektromaqnit şüalanmasının polarizasiyasını öy-

rənmək mühüm problem hesab edilir. Məlumdur ki, hər bir elektromaqnit dalğasında şüalanma müəyyən yayılma müstəvisinə malikdir. Rəqs edən elektrik sahəsinin gərginlik vektoru məhz bu müstəvidə yerləşir. Mənbəyin şüalanmasında polyarizasiya yoxdursa, bu müstəvinin bütün vəziyyətlərində şüalanma intensivliyi sabit qalır. Məlumdur ki, polyarizə olunmayan işıq təbii işıq adlanır. Əlbəttə, Kainat obyektlərinin əksəriyyətində, işıq, təbii işıqdır. Çünki bu obyektlərin saysız-hesabsız atomlarını çox müxtəlif istiqamətlərdə polyarizə olunmuş şüalanmaları toplanır və nəticədə şüalanmanın yayılmasında üstün istiqamət olmur, işıq təbiiləşir. Amma işığın əks olunması və səpilməsi hadisələri güclü olan hallarda polyarizləşmə üçün müəyyən şərait yaranır. Məsələn, planetlərin səthindən əks olunan Günəş şüaları polyarizə olunur və bu şüaların polyarizasiya dərəcəsi Günəş şüasının düşdüyü yerin fiziki və kimyəvi təbiətindən və həmin şüaların qayıtma bucağından asılıdır. Məsələn, fərz edək ki, Günəş şüaları şüşəyəbənzər cism üzərinə düşür və bu şüaların qayıtma bucağı 58° -dir. Onda belə cisimdən qayıdan şüalar tam (100%) polyarizə olur. Şüaların polyarizasiya dərəcəsi p faizlərlə aşağıdakı münasibətdən tapılır:

$$p = \frac{I_{\max} - I_{\min}}{I_{\max} + I_{\min}} \cdot 100\%$$

Məlumdur ki, polyarizasiya varsa polyarizatorun (kvars kristalın, çöl şpatının, yaxud kristalik maddə üzərinə emulsiya çəkilməmiş polyaroid lövhəsinin) müəyyən vəziyyətində şüalanma intensivliyi I_{\max} olarsa, ona perpendikulyar vəziyyətdə I_{\min} olur və polyarizasiya dərəcəsi yuxarıdakı düsturla tapılır. Bu misaldən aydındır ki, planetlərdən qayıdan işığın polyarizasiya təbiətini öyrənməklə doğrudan da onun səthinin fiziki və kimyəvi təbiəti haqqında müəyyən məlumat əldə etmək olar. Kainat şüaları Yer və başqa planetlərin atmosferlərində yayılarkən polyarizələşir və belə şüalar çox zəngin məlumat mənbəyidir. İşığın səpilməsində və ya şüalanmasında elektronlar əsas rol oynayarlarsa, bu işıq polyarizə olunmalıdır. Özü də səpilən işıq şüası düşən şüa ilə 90° bucaq əmələ gətirirsə polyarizasiya tam (100%) olmalıdır. Işıq atmosfer molekulları və toz zərrəciklərindən də səpi-

ləndə qismən polyarizə olunur. Astrofizikada belə hallara tez-tez təsadüf edilir. 17-ci şəkildə polyarizə olunmamış təbii, (1), qismən polyarizə olunmuş (2) və tam polyarizə olunmuş (3) işıqın təsviri verilmişdir. Burada oxların uzunluqları işıq dalğalarının intensivlikləri ilə mütənasibdir.



Şəkil 17. Polyarizə olunmuş (1), qismən polyarizə olunmuş (2), və tam polyarizə olunmuş (3) işıq; oxların uzunluğu işıq intensivliyi ilə mütənasibdir.

6. Maqnit sahəsinin spektral xətlərə təsiri. Zeyeman effektinə əsasən maqnit sahəsi spektral xətlərə təsir edir. Ən sadə halda maqnit sahəsinin təsiri belədir: maqnit qüvvə xətləri istiqamətində spektral xətlər iki komponentə parçalanır və hadisə, uzununa Zeyeman effekti adlanır; maqnit qüvvə xətlərinə perpendikulyar istiqamətdə isə spektral xətlər üç komponentə parçalanır və hadisə eninə Zeyeman effekti adlanır. Uzununa Zeyeman effektində komponentlər arasındakı məsafə (yaxud eninə Zeyeman effektində kənar komponentlər arasındakı məsafə)

$$2\Delta\lambda = 9,4 \cdot 10^{-5} g\lambda^2 H \quad (10.11)$$

vasitəsilə tapılır. Burada g -müxtəlif elementlər və onların xətləri üçün Lande vuruğu, λ verilmiş xəttin santimetrlerle dalğa uzunluğu, H -maqnit sahəsinin gərginliyidir. Bu düsturdan görürük ki, $g \cong 1$ qəbul etsək $\lambda = 5 \cdot 10^{-5}$ sm-də ($\lambda = 5000 \text{ \AA}$ -də) və $H=4000$ Ersteddə $2\Delta\lambda = 0,094 \text{ \AA}$ olar. Bu misalda H

üçün qəbul etdiyimiz qiymət Günəş ləkələri adlanan törəmələrdə müşahidə edilir və belə sahə Günəşdə ən güclü lokal maqnit sahəsi hesab olunur. Bununla belə maqnit sahəsinin təsiri ilə yaranan komponentlər arasındakı məsafə (xəttin parçalanması) çox kiçik olur. Bu səbəbdən Zeyeman effekti əksər hallarda özünü spektral xəttin genişlənməsi kimi göstərir. Bu, 18-ci şəkildən aydın görünür.



Şəkil 18. Günəş ləkəsində Zeyeman effekti; sağ tərəfdə qara xətlə spektroqrafın yarığının vəziyyəti göstərilmişdir; sol tərəfdə ləkənin maqnit sahəsində spektral xəttin mərkəzində genişlənmə göstərilmişdir.

Bu şəkildə Günəş ləkəsində Zeyeman effekti təsvir edilmişdir. Şəklin sağ tərəfində Günəş ləkəsi və spektroqrafın yarığının vəziyyəti, sol tərəfində isə maqnit sahəsinin təsiri ilə spektral xəttin mərkəzi hissəsində genişlənmə (parçalanma) göstərilmişdir.

§11. Spektral xətlərin genişlənməsi

Məlumdur ki, müxtəlif fiziki və həndəsi effektlərin təsirinə spektral xətlər sözün əsl mənasında monoxromatik olmur: xətt müəyyən enə malik olur – xəttin mərkəzi tezliyinə yaxın tezliklərdə digər fotonlar da udulur. bu udulmanın ehtima-

lı udulma əmsalından asılıdır. Udulma əmsalının tezlikdən asılılığı müxtəlif hallarda müxtəlifdir. Spektral xətlərin genişlənməsinə səbəb olan effektlər aşağıdakılardır: 1) şüalanmanın sönməsi (klassik elektron nəzəriyyəsi baxımından) nəticəsində yaranan effekt, yaxud əsas səviyyə müstəsna olmaqla atomun enerji səviyyələrinin yayılmış olması (kvant mexanikası baxımından) nəticəsində yaranan effekt; 2) atomların istilik hərəkəti nəticəsində yaranan Dopler effekti, 3) şüalandıran (udan)atoma kənar zərrəciklərin təsiri nəticəsində yaranan təzyiq effekti, xüsusilə ion və elektronların təsiri ilə yaranan Ştrak effekti. Bütün bu səbəblərin mahiyyəti xüsusi fizika kursunda öyrənilir. Xəttin genişlənməsinə səbəb olan effektlər astrofizikada çox geniş öyrənilir və onlara tez-tez istinad olunur. Ulduz atmosferlərində atom, ion və elektronların konsentrasiyasının, temperaturunun, kimyəvi tərkibinin təyində, turbulent hərəkətlərin öyrənilməsində və başqa bir sıra astrofizika məsələlərində spektral xətlərin genişlənməsi mexanizmlərini aşkara çıxarmaq və qiymətləndirmək mühüm yer tutur.

§12. Dopler effekti və onun astrofizikada bəzi sadə təbiiqləri

Əvvəlcə bu effektin mahiyyəti ilə tanış olaq. Işıq mənbəyinin bir saniyədə ν_0 sayda dalğa şüalandırdığını qəbul edək. Bu tezliyə uyğun dalğanın uzunluğu λ_0 olsun ($\lambda_0 = c/\nu_0$). Fərz edək ki, bu mənbə v_r km/san sürətlə müşahidəçidən uzaqlaşır. Onda müəyyən anda mənbə r məsafəsində olarsa, bir saniyədən sonra $(r + v_r)$ məsafədə olar. Deməli, saniyənin əvvəlində buraxılan dalğa r/c saniyədən sonra müşahidəçiyə çatırsa, saniyənin sonunda buraxılan dalğa $r/c + v_r/c$ saniyədən sonra həmin müşahidəçiyə çatar, yəni axırncı işıq dalğası v_r/c saniyə gecikər. Beləliklə, müşahidəçi ν_0 sayda dalğanı bir saniyədə deyil, $1 + v_r/c$ saniyə ərzində qəbul edər, yəni müşahidə olunan şüa-

lanma tezliyi $\nu = \frac{\nu_0}{1 + \nu_r/c}$ olar. Müşahidə olunan tezliyə uyğun

dalğa uzunluğu λ olarsa onda sonuncu bərabərlikdən

$$\lambda - \lambda_0 = \Delta\lambda = \frac{\nu_r}{c} \lambda_0 \quad (12.1)$$

ifadəsini alarıq. Bu, Dopler effektinin riyazi ifadəsidir. Aydınır ki, mənbə uzaqlaşanda $\lambda - \lambda_0 > 0$ olur, yəni müşahidə olunan spektral xətlər uzun dalğalara tərəf sürüşür; buna qırmızı sürüşmə deyilir. Mənbə müşahidəçiyə yaxınlaşarsa $\lambda - \lambda_0 < 0$ olur, yəni müşahidə olunan spektral xətlər spektrin qısa dalğalar oblastına tərəf sürüşür; buna bənövşəyi sürüşmə deyilir. Bu dediklərimizdən və (12.1)-dən aydındır ki, mənbə uzaqlaşarsa şüa sürəti müsbət ($\nu_r > 0$), yaxınlaşarsa mənfə ($\nu_r < 0$) olur.

Dopler effektinin relyativis variantı nisbilik nəzəriyyəsinə verilir. Bu variant sürət işıq sürəti ilə müqayisə olunduqda, nəzərə alınır. Qeyd etmək lazımdır ki, nisbilik nəzəriyyəsinə görə Dopler effekti baxış şüasına perpendikulyar hərəkət edən mənbə üçün sıfırdan fərqli olur; bu, *eninə Dopler effekti* adlanır. İstər eninə, istərsə də adi Dopler effekti nəticəsində spektral xəttin sürüşməsi $(\nu/c)^2$ ilə mütənasibdir. Dopler effektinin relyativist variantı ilə kosmologiyada tez-tez rastlaşırıq.

Dedik ki, Dopler effektinin astrofizikada tətbiq dairəsi çox genişdir. Bunların bəziləri ilə tanış olaq. Yerin Günəş ətrafında $\sim 30 \text{ km/san}$ sürətlə illik hərəkətə malik olduğunu bilirik. Bu sürətin vektoru fəzada istiqamətini daim dəyişir. Yerin müəyyən anda sürət vektoru istiqamətində hər hansı bir ulduzdan uzaqlaşdığını və ya ona yaxınlaşdığını fərz edək. Onda bu ulduzun spektral xətləri birinci halda spektrin qırmızı, ikinci halda

isə bənövşəyi tərəfinə $\Delta\lambda = \frac{\nu_r}{c} \lambda_0 = 10^{-4} \lambda_0$ qədər sürüşür.

$\lambda_0 = 5000 \text{ \AA}$ olarsa sürüşmə $\Delta\lambda = 0,5 \text{ \AA}$ olar ki, onu da təcrübədə asanlıqla ölçmək mümkündür. Aydınır ki, sürət vektoru istiqamətində uzaqlaşma və ya yaxınlaşma elə ulduzlara aid olar

ki, onlar ekliptika müstəvisi üzərində Günəşə nisbətən 90° şərqdə (bu zaman ulduz müşahidəçidən uzaqlaşar), ya da qərbdə (bu zaman isə ulduz müşahidəçiyə yaxınlaşar) olsunlar.

Yerin Günəş ətrafında hərəkəti nəticəsində ulduzların spektrində müşahidə olunan sürüşmə ulduzların ekliptika müstəvisinə nəzərən vəziyyətindən asılıdır. Bu sürüşmə ekliptikanın qütblərinə doğru kiçilir və ekliptikanın qütbündə sıfır olur. Yeri Günəşlə birləşdirən xətt üzərində yerləşən ulduzlar üçün $v_r = 0$ -dir.

Yerin öz oxu ətrafında fırlanması nəticəsində də səma cismlərinin spektr xətlərində sürüşmə baş verir. Lakin bu fırlanmanın xətti sürəti nisbətən kiçik, hətta ekvator da cəmi $\sim 0,5 \text{ km/san}$ olduğundan sürüşmə ən çoxu $\sim 0,008 \text{ \AA}$ -dir və praktiki nəzərə almamaq olar.

Praktikada obyektin şüa sürəti onun seçilmiş spektral xətlərinin λ dalğa uzunluqlarının həmin xətlərin λ_0 laborator dalğa uzunluqları ilə müqayisəsindən tapılır. $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ Dopler sürüşməsi spektroskopik və ya mikroskop-mikrometrlərin köməyi ilə təyin edilir. $\Delta\lambda$ Dopler sürüşməsi bu qayda ilə təyin edildikdən sonra şüa sürəti v_r (12.1) düsturuna əsasən hesablanır. Sonra Yerin illik hərəkət sürətinin baxış şüası üzrə proyeksiyasının v_r sürətindən çıxmaqla ulduzun Günəş sistemində nəzərən şüa sürəti tapılır.

Günəşin fırlanmasını dəqiq öyrənmək üçün məhz Dopler effektindən istifadə olunur. Günəş fizikasını öyrənərkən bu məsələ ətraflı şərh olunacaqdır.

Ulduzların fırlanmasını Günəşinki kimi geniş və dəqiq öyrənmək çox çətin (bilirik ki ulduzlar ən nəhəng teleskopda belə nöqtəvi mənbə kimi görünür). Bütün çətinliklərə baxmayaraq ulduzların fırlanmasını öyrənmək üçün müəyyən üsullar verilməmişdir. Bu tədqiqatlarda fırlanma ilə əlaqədar olaraq ulduzun spektral xətlərinin Dopler effekti nəticəsində genişlənməsini müəyyən edib öyrənmək əsasdır. Müxtəlif ulduzların fırlanması məsələsi ilə §51-də ətraflı tanış olacayıq. Əvvəlki paragrafda

(§11) qeyd etmişdik ki, spektral xətlərin genişlənməsində atomların istilik hərəkəti nəticəsində yaranan Dopler effekti əsas rollardan birini oynayır. Fərz edək ki, Kainat obyektinin spektrində xətlərin genişlənməsi atomların istilik hərəkətinin nəticəsində baş vermişdir. 15-ci şəkildə müxtəlif şüa sürətinə malik olan zərrəciklərin konsentrasiyasının şüa sürətlərinə görə paylanması təsvir olunmuşdur (bax §10). Şəkildə bu paylanma qırıq xətlə əyri vasitəsilə göstərilmişdir. Bu paylanmanın (10.3) düsturu vasitəsilə verildiyini də bilirik. Bu, Maksvell paylanmasıdır və bu paylanmaya görə zərrəciklərin sayı $e^{-(v_r/v^*)^2}$ ilə mütənasibdir, yəni $(v_r/v^*)^2$ böyüdükcə zərrəciklərin sayı eksponensial qanunla azalır. İndi həmin zərrəcikləri şüalandıran atomlar olduğunu və bu atomlardan ibarət mühitdə özündə udulma olmadığını, yəni mühitin optik nazik olduğunu fərz edək. Bu halda şüalanma intensivliyi baxış şüası istiqamətində yerləşən atomların sayı ilə mütənasib olar. Atomların sayı isə şüa sürətindən asılı olaraq (10.3) qanunu ilə dəyişdiyindən şüalanma enerjinin spektral xəttin daxilində paylanması, yəni xəttin konturu 15-ci şəkildəki paylanma kimi olmalıdır. Spektral xəttin daxilində şüalanma enerjinin (intensivliyin və ya şüalanma selinin) tezliyə görə paylanması qrafikinə xəttin konturu və ya profili deyildiyini bilirik. Beləliklə, ancaq atomların istilik hərəkəti nəticəsində genişlənən və optik nazik mühitdə yaranan spektral xəttin konturu – profili

$$I = I_0 e^{-(v_r/v^*)^2} \quad (12.2)$$

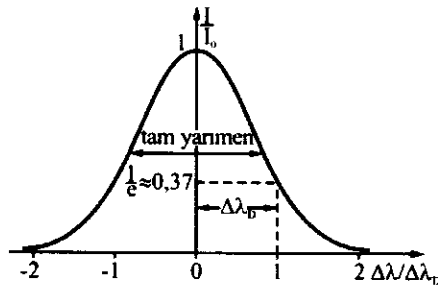
düsturu ilə ifadə olunur. Bu profil 19-cu şəkildə göstərilmişdir. (12.2) düsturundan görürük ki, $v_r = 0$ olanda $I = I_0$ olur; bu isə xəttin mərkəzinin intensivliyidir. (15-ci və 19-cu şəkillərə bax və müqayisə et); $v_r = v^*$ olanda (12.2) düsturundan $I = I_0/e$ alırıq, yəni şüa sürəti v_r ən ehtimallı sürətə bərabər olanda xətt daxilində şüalanmanın intensivliyi e dəfə kiçilir. 19-cu şəkildə $v_r = v^*$ halına uyğun olan nöqtədə intensivlik mərkəzi intensivliyin $1/e \approx 0,37$ hissəsini, başqa sözlə 37%-ni təşkil edir. Xəttin

profilinin mərkəzi intensivliyinin bu qiymətinə uyğun gələn nöqtələri arasında qalan və Anqstremrlərlə ifadə olunan məsafə həmin xəttin Dopler eni adlanır. Xəttin profilinin $\Delta\lambda_D$ Dopler eninə $\nu_r = \nu^*$ uyğun olduğundan $\Delta\lambda_D = \frac{\nu^*}{c} \lambda_0$ olar. Şüalandıran atomun istilik hərəkətinin kinetik enerjisi düsturundan $m\nu^2/2 = kT$ -dən tapılan ən ehtimallı sürətin $\nu^* = \sqrt{2kT/m}$ ifadəsini yuxarıda $\Delta\lambda_D$ üçün yazılan ifadə ilə müqayisə etməklə

$$T = \frac{mc^2}{2k} \left(\frac{\Delta\lambda_D}{\lambda_0} \right)^2 \quad (12.3)$$

alarlıq. Burada T -atomların ancaq istilik hərəkətini nəzərə almaqla optik nazik mühitin kinetik temperaturudur. Praktikada çox vaxt mühit optik qalın olur və odur ki, profil Qauss əyrisi ilə təsvir olunmur. Bu halda temperaturun təyini məsələsi çətinləşir.

Mərkəzi intensivliyin yarısına bərabər olan profil nöqtələri arasındakı məsafə konturun tam yarımını adlanır və $2\Delta\lambda_{1/2}$ ilə işarə olunur. 19-cu şəkildə $I/I_0=1$ ordinatını tən bölənlə nöqtədən xəttin konturuna qədər məsafə xəttin yarımınıdır ($\Delta\lambda_{1/2}$ ilə işarə olunur).



Şəkil 19. Spektral xətdə Dopler effekti.

Bir sıra ulduzların spektroskopik tədqiqindən məlumdur ki, onların atmosferində atomların orta xaosit hərəkət sürəti ν

bu atomların orta istilik hərəkət sürətindən bir neçə dəfə böyükdür. Ulduz atmosferlərində atomların istilik hərəkəti ilə yanaşı qazların xaotik hərəkətinin başqa bir növünün də olması təsəvvürü bu dəlilə əsasən yaranmışdır. Bu növ hərəkət "turbulent" hərəkət adlandırılmışdır (ola bilsin ki, bu, yer laboratoriyasından məlum olan turbulent hərəkətdən fərqlənir). Beləliklə, atomların tam xaotik hərəkət sürətləri üçün yazmaq olar:

$$v = \sqrt{v_o^2 + v_i^2} ; \quad (12.4)$$

burada v_o -atomların orta istilik hərəkət sürəti (biz bunu zərəciklərin ən ehtimallı sürəti qəbul etmişdik), v_i -şüalandırıcı mühitin turbulent hərəkət sürətidir. Turbulent hərəkətlər nəticəsində spektral xətlərin profili genişlənməlidir. Hesab edilir ki, turbulent hərəkətdə iştirak edən qaz kütlələrinin xətti ölçüsü ulduz atmosferinin qalınlığından çox kiçik olarsa belə qaz kütlələri üzlərini atomlar kimi göstərir, yəni bu halda onlar atomların istilik hərəkətindən yaranan Dopler effekti kimi spektral xətlərin genişlənməsinə səbəb olmalıdır. Başqa sözlə bu halda xətlər əlavə genişlənilər və udan və ya şüalandıran atomların sayı sanki artır – udulma və ya şüalanma güclənir. Turbulent hərəkətdə iştirak edən qaz kütlələrinin xətti ölçüləri ulduz atmosferinin qalınlığı ilə müqayisə olunandırısa, onda da spektral xətt genişlənir, lakin belə genişlənmə nəticəsində xəttin konturu ilə əhatə olunan sahə böyümür. Başqa sözlə bu halda turbulent hərəkətdə iştirak edən qaz kütlələri heç bir əlavə udulma və ya şüalanmada iştirak etmir, spektral xəttin genişlənməsi yalnız xəttin $\Delta\lambda_{1/2}$ yarımınınin böyüməsinə səbəb olur. Beləliklə, spektral xətlərin profillərini öyrənməklə şüalandıran mənbedə qazların müxtəlif (mikro və makro) hərəkətlərini də öyrənmək olur.

§13. Astrospektroskopiyanın Kainat obyektlərinin kimyəvi tərkibini öyrənməyə tətbiqi haqqında ümumi anlayış

Kainat obyektlərinin spektral xətlərinin profillərini müəmməl tədqiq etməklə bu obyektlərin kimyəvi tərkibini öy-

rənmək, yəni obyektə hansı kimyəvi elementlərin olması və onların nisbi miqdarı haqqında müəyyən nəticəyə gəlmək olur. Obyektin spektral xətlərini müxtəlif elementlərin yer laboratoriyasında alınan spektral xətləri ilə müqayisə etməklə həmin obyektə hansı kimyəvi elementlərin olması haqqında ilk məlumat əldə edilir. Bu zaman ona əsaslanırlar ki, hər elementin atom və ya molekulu özünəməxsus spektrə malikdir. Lakin Kainat obyektində həqiqətən hansı elementlərin olması, özü də hansı nisbətə olmasını tapmaq çox çətinidir. Doğrudan da, fiziki şərait elə ola bilər ki, obyektə əslində mövcud olan bu və ya digər elementə aid spektral xətlər müşahidə edilməyə bilər. Məsələn, nə qədər ki, Günəş tutulmalarının spektroqrafik müşahidələri aparılmışdı, ilk dəfə Günəşdə tapılan və helium adlandırılan elementin varlığı haqda heç təsəvvür belə yox idi. 1868-ci ildə tam Günəş tutulması zamanı aparılan spektroqrafik müşahidələrdən müəyyən edildi ki, Günəşdə elə bir element var ki, o Yerdə məlum deyildir. Bu elementə helium adı verildi (heliosyunanca Günəş deməkdir). Beləliklə, məlum oldu ki, Günəş fotosferi adlanan və Günəşin optik şüalanmasına səbəb olan qatında fiziki şərait elədir ki, belə şəraitdə helium xətləri yarana bilməz, fotosferdən üstə xromosfer adlanan Günəş atmosferi qatında isə helium xətlərinin əmələ gəlməsi üçün fiziki şərait mövcuddur. Lakin üst qatların müşahidəsi yalnız tam Günəş tutulması zamanı və adi şəraitdə xüsusi cihazlarla mümkün olur (Yerdə helium Günəşdə müşahidə olunandan sonra – 1895-ci ildə tapılmışdır). İndi məlumdur ki, helium bütün ulduzlarda və başqa Kainat obyektlərində vardır və hidrogendən sonra Kainatda ən çox yayılmış kimyəvi elementdir. Bilirik ki, Kainat kütləsinin 98%-i ulduzların payına düşür. Demək, Kainat kütləsinin əsas hissəsini hidrogen, sonra isə helium təşkil edir.

Astrofizikada elə obyektlər, (yaxud eyni obyektin elə qatları) var ki, onların spektral xətlərinin hansı elementə məxsus olduğunu asanlıqla müəyyən etmək olmur. Bu da kimyəvi tərkibin təyininə bəzi çətinliklərdir. Məsələn, Günəş tacında çoxlu emissiya xətləri müşahidə olunur ki, onların yüksək dərəcədə ionlaşmış *Fe*, *Ni*, *Ar*, *Ca* kimi elementlərə aid olduqları XX əsrin

otuzuncu illərinin lap axırlarında müəyyən edilmişdir (bax: §23). Buna bənzər hadisəyə qaz dumanlıqlarında da təsadüf edilmişdir. Belə ki, bütün qaz dumanlıqlarının spektrində müşahidə olunan bir sıra çox parlaq emissiya xətlərinin hansı elementlərə məxsus olması məsələsi uzun illər açıq qalmışdı. Hətta Yerdə məlum olmayan bu elementə "nebulya" adı verilmişdir (nebule – ingiliscə "dumanlıq" deməkdir). Sonralar məlum oldu ki, həmin xətlər OI, OII, OIII, NII və s. ionlara məxsusdurlar.

Kainat obyektlərinin kimyəvi tərkibinin təyində başqa çətinliklər də vardır. Bunlardan ikisi daha xarakterikdir: a) Obyektin spektrində bu və ya digər elementə məxsus spektral xətlər çox intensivdirsə, bu hələ həmin elementin nisbi çoxluğu demək deyil. Məsələn, Günəşin spektrində kalsium xətləri, xüsusilə bir dəfə ionlaşmış kalsiumun bəzi xətləri ən intensivdir. Lakin dəqiq tədqiqatlar göstərdi ki, bu element Günəşdə xətləri çox zəif görünən bir çox elementlərdən miqdarca xeyli azdır; b) Bu və ya digər atoma məxsus spektral xətlər spektrin Yerdən müşahidə olunmayan hissəsində yerləşə bilər. Aydın ki, həmin xətləri yalnız atmosferdən kənar astronomiya üsullarını tətbiq etməklə müşahidə etmək olar. Qeyd etmək lazımdır ki, müşahidə olunan ulduzlar eyni kimyəvi elementlərdən ibarət olsalar da və bunlarda hidrogen və helium ~99%, qalan elementlər isə 1%-dən də kiçik hissəni təşkil etsələr də ulduzların nisbi kimyəvi tərkibləri tamamilə eyni deyil: elə ulduzlar var ki, onlarda "hidrogen çatışmazlığı (hidrogenin əksər ulduzlardakına nisbətən bir qədər az olması), ağır elementlərin çoxluğu və kimyəvi tərkibə görə başqa anomaliyalar müşahidə olunur. Bunlar ulduzların yaranması, təkamülü və yaşı haqqında maraqlı məlumat əldə etməyə və nəticə çıxarmağa imkan verir. Ulduzlar Kainatın ümumi kütləsinin əsas hissəsini təşkil etdiyindən kosmik fəzanın orta nisbi kimyəvi tərkibi ulduzların orta nisbi kimyəvi tərkibi kimi olar. 4-cü cədvəldə orta Kainatda - orta kosmosda bəzi xarakterik kimyəvi elementlərin nisbi paylanması verilmişdir.

Bu cədvəldə elə həcm elementi götürülmüşdür ki, orada 10^6 sayda hidrogen atomu vardır. Aydın ki, bu ölçüdəki

həcmdə əslində mövcud olan kimyəvi elementlərin cüzi hissəsi ola bilər.

Cədvəl 4

Orta Kainatda-orta kosmosda bəzi xarakterik kimyəvi elementlərin nisbi paylanması

Element	Atomların nisbi sayı	Element	Atomların nisbi sayı
Hidrogen	1000000	Kükürd	20
Helium	100000	Maqnezium	20
Oksigen	1000	Dəmir	6
Karbon	400	Natrium	2
Neon	200	Alüminium	2
Azot	100	Arqon	2
Silisiyum	60	Kalsium	1

Ulduzların, dumanlıqların kimyəvi tərkibinin həm spektrofotometrik, həm də nəzəri üsullarla təyinindən alınan əsas nəticə kimyəvi tərkibin bənzərliyindədir. Məlum olmuşdur ki, doğrudan da hidrogen Kainatda ən çox yayılmış kimyəvi elementdir, sayca helium bundan təqribən 10 dəfə azdır, qalan bütün elementlərin nisbi miqdarı isə çox azdır və onlar hidrogenin sayca cəmi 0,14 %-ni təşkil edir; məsələn, metal atomları sayca hidrogendən 10^4 dəfə azdır.

Qeyd etmək lazımdır ki, Günəşin kimyəvi tərkibi daha kamil öyrənilmiş, Günəşdə 72 element "tapılmış" və onların nisbi miqdarı təyin edilmişdir.

Astrospektroskopiya aid verilən çox qısa və ümumi məlumatlardan görünür ki, bu tədqiqat üsulu, xüsusilə spektrofotometriya, astrofizika problemlərinin həllində misilsiz əhəmiyyət kəsb edir.

Onu da qeyd edək ki, son on illər astrofizikada yeni müşahidə vasitələri, məsələn, xüsusilə astrospektroskopiya fotoqrafiyanı əvəz edən və Yük Əlaqəli Cihazlar (YƏC) adlanan vasitələrdən geniş istifadə olunur. Ümumiyyətlə, nəzərə almaq lazımdır ki, astronomik müşahidələr və onların işlənməsi üsulları bir fənn kimi ayrıca praktik astrofizikanın problemləridir.

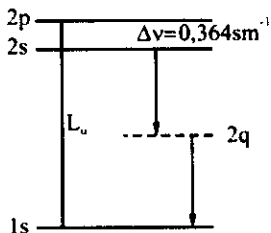
III HİSSƏ. FİZİKANIN BİR SIRA BÖLMƏLƏRİNİN ASTROFİZİKİ MƏXSUSİYYƏTLƏRİ

§14. Atom spektroskopiyasının bəzi astrofiziki məxsusiyyətləri

Atom fizikasıdan məlumdur ki, atomda müəyyən həyəcanlanmış səviyyədən ən yaxın aşağı səviyyəyə spontan keçidlər həm bir, həm də iki kvantın şüalanması ilə nəticələnə bilər. 20-ci şəkildə hidrogen atomunun əsas enerji səviyyəsi (1s) və iki alt səviyyədən (2s, 2p) ibarət yaxın üst enerji səviyyəsi göstərilmişdir. 2p üst səviyyədən 1s alt səviyyəsinə keçid Layman seriyasının alfa xəttində (L_{α} – da) şüalanma ilə nəticələnir. Şəkildə 2q səviyyəsi yuxarıda qeyd etdiyimiz iki səviyyə arasındadır. Deməli, üst səviyyədən alt səviyyəyə keçid birbaşa deyil, əvvəl 2q səviyyəsinə, oradan da alt səviyyəyə olarsa bir kvant yox, iki kvant şüalanar və bunların enerjiləri cəmi, əlbəttə, L_{α} kvantının enerjisinə bərabər olar. Digər tərəfdən aralıq 2q səviyyəsi iki səviyyə arasında istənilən yerdə ola bilər. Odur ki, üst səviyyədən alt səviyyəyə keçid aralıq 2q səviyyəsinə, oradan da alt səviyyəyə olarsa şüalanma kəsilməz olar. Normal səviyyədən (2p-dən) belə keçidlərin ehtimalı birbaşa keçid ehtimalından çox-çox kiçikdir. Lakin metastabil səviyyədən (2s-dən) belə keçidlərin ehtimalı birbaşa keçid ehtimalından böyükdür. Bunun nəticəsində ikifotonlu şüalanma kəsilməz spektrin güclənməsində mühüm rol oynaya bilər. Qeyd etmək lazımdır ki, belə şüalanmanı yer laboratoriyasında yaratmaq mümkün deyildir.

Lakin qaz dumanlıqlarında qazların və şüalanmanın sıxlığı o qədər kiçikdir ki, başqa zərrəciklərlə toqquşma və ya şüalanmanın təsiri ilə metastabil səviyyədən yuxarı səviyyələrə həyəcanlanma praktiki olaraq baş vermir. Nəticədə 2s metastabil səviyyədə hidrogen atomlarının konsentrasiyası kifayət qədər böyük olur. Bu işə öz növbəsində iki fotonlu kəsilməz şüalanmanın güclü olmasına gətirir. Beləliklə, qaz dumanlıqlarında kəsilməz spektrdə şüalanmada rekombinasiyadan və sərbəst-

sərbəst keçidlərdən başqa iki fotonlu kəsilməz şüalanmada əhəmiyyətli rol oynayır.



Şəkil 20. Hidrogen atomunun iki fotonlu şüalanma sxemi.

Atom spektroskopiyasının astrofiziki məxsusiyətlərindən biri də yer laboratoriyasından fərqli olaraq hidrogen atomlarının çox yuxarı enerji səviyyələrinin ayırd edilməsi üçün şəraitin olmasıdır. Bunu aydınlaşdırmaqdan ötrü rekombinasiya prosesinə baxaq.

Məlumdur ki, atomun hər bir enerji səviyyəsinə rekombinasiyanın öz ehtimalı var. Bu ehtimal rekombinasiya əmsalı adlanan kəmiyyətlə təyin olunur. Rekombinasiya əmsalı isə (hidrogen üçün) 1 saniyədə bir proton və bir elektronun payına düşən rekombinasiyaların sayıdır. Hidrogen atomu üçün bütün səviyyələrə rekombinasiya əmsalı təqribən

$$C(T) \approx 4 \cdot 10^{-13} (10^4/T)^{1/2} \quad (14.1)$$

düsturu ilə hesablanır; burada T –qazın kinetik temperaturudur. Hidrogen atomunun əsas səviyyəsinə rekombinasiyaların sayı ümumi rekombinasiyaların $\sim 40\%$ -ini təşkil edir; ikinci səviyyəyə rekombinasiyaların sayı ümumi rekombinasiyaların $\sim 20\%$ -idir, səviyyənin nömrəsi böyüdükcə həmin səviyyəyə rekombinasiyaların sayı da azalır. Xarakterik rekombinasiya müddəti, yəni rekombinasiya nəticəsində sərbəst elektronların vahid həcmdəki sayının e dəfə azalması üçün sərf olunan vaxt

$$\tau_r = 1/C(T)n_e \quad (14.2)$$

düsturu ilə tapılır; burada n_e – sərbəst elektronların konsentrasiyasıdır.

Ulduz atmosferlərində və qaz dumanlıqları üçün xarakterik şəra-

itdə $T=10^4\text{K}$ -dir. Onda (14.1) düsturuna əsasən $C(T)=4\cdot 10^{-13}\text{sm}^3/\text{san}$ olar. $C(T)$ -nin bu qiymətində, həmçinin ulduz atmosferləri və qaz dumanlıqlarında elektron konsentrasiyasının xarakterik qiymətlərində, yəni uyğun olaraq $n_e=10^{13}\text{sm}^{-3}$, $n_e=10^3\text{sm}^{-3}$ olduqda (14.2)-yə əsasən τ_r uyğun olaraq 0,25 san və $2,5\cdot 10^9$ san olar; yəni qaz dumanlıqlarında elektronların sərbəst qalma müddəti on illər ola bilər. Əlbəttə, belə şəraiti yer laboratoriyasında yaratmaq qeyri-mümkündür.

Yuxarı enerji səviyyələrinə rekombinasiya ehtimalının kiçik olmasına, həmçinin seyrək mühitdə elektronların sərbəst halda qalma müddətinin çox böyük olmasına baxmayaraq ulduzlararası mühitdə çox yuxarı – hətta yüzüncüdən də yuxarı enerji səviyyələrinə elektronların rekombinasiya etmək imkanı vardır. Belə rekombinasiyadan sonra atom böyük ehtimalla aşağı enerji səviyyəsinə keçir və ən yaxın aşağı səviyyəyə keçid ehtimalı ən böyük olur; $i\geq 27$ enerji səviyyələrindən qonşu aşağı səviyyələrə keçidlər $\lambda\geq 1\text{mm}$ radiodalğalarda şüalanmaya səbəb olur. Ulduzlararası mühitin məhz bu dalğalarda radioteleskoplar vasitəsilə aparılan müşahidələri göstərdi ki, həqiqətən ulduzlararası mühitdə çox yuxarı enerji səviyyələrində yerləşən kifayət qədər hidrogen atomları vardır və burada effektiv ionlaşma və rekombinasiya prosesləri baş verir. Belə müşahidələrlə ulduzlararası mühitdə hidrogen atomlarının və onların törəməsi olan proton və elektronların (bu mühitdə bu zərrəciklər sayca bərabərdir) konsentrasiyası, onların paylanması, sürətləri, mühitin şüalanma temperaturu təyin olunmuşdur.

Hidrogen atomunun enerji səviyyələrinin ayırd edilməsi mühitdən asılıdır. Bor nəzəriyyəsinə əsasən hidrogen atomunun i -ci orbitinin radiusu $r_i=r_1 i^2\text{sm}$ -dir. Burada $r_1=0,53\cdot 10^{-8}\text{sm}$ -birinci Bor orbitinin radiusudur. Əgər atomların konsentrasiyası n olarsa, zərrəciklər arasındakı orta məsafə

$$r = (3/4\pi n)^{1/3}$$

düsturu ilə təyin olunur. Aydın ki, $r_i < r_0$ olmalıdır. İndi fərz edək ki, $n=10^{15}\text{sm}^{-3}$ -dür. Onda $r_0=0,62\cdot 10^{-5}\text{sm}$ olar. $r_i\sim r_0$ olmaq üçün $r_i\sim 0,53\cdot 10^{-8}i^2$ ifadəsində $i=34$ olmalıdır, yəni heç bir xarici təsiri nəzərə almasaq təqribən $i=34$ -cü orbitdən xaricdə elek-

tron sərbəst hala keçər. Lakin kənar zərrəciklərin elektrik sahələrinin, eləcə də təzyiç effektinin təsiri nəticəsində atomların yuxarı enerji səviyyələri bir-birinə qarışır – əslində kəsilməz səviyyələr zonası yaranır və burada elektron artıq sərbəstləşir. Bu şərt İnglis – Teller düsturu adlanan ifadə ilə müəyyən edilir:

$$i_* = 10^3 / n^{2/15}$$

Burada i_* – axırıncı ayırd edilən səviyyənin nömrəsidir, yəni $i > i_*$ olan halda enerji səviyələri qarışır. Bu düsturdan görürük ki, $n = 10^{15}$ olanda $i_* = 10$ -dur. Yəni bu halda artıq $n = 11$ -ci səviyyə ayrılır. $i_* \geq 100$ olmaqdan ötrü $n < 10^7 \text{ sm}^{-3}$ olmalıdır. Ulduzlararası qaz mühitində isə $n \ll 10^7 \text{ sm}^{-3}$ -dür, yəni $i > 100$ enerji səviyyələrinin ayrılması üçün şərait vardır.

Bəzi şəraitdə, məsələn, kifayət qədər yüksək temperaturda və kiçik sıxlıqda rekombinasiya prosesi belə gedə bilər: elektron rekombinasiya edərkən şüalanma baş vermir və əvvəldən iona bağlı olan elektron yuxarı enerji səviyyəsinə keçir. Sonra isə hər iki elektron aşağı səviyyələrə keçərək müvafiq emissiya xətlərinin intensivliklərinin böyüməsinə səbəb olur. Buna dielektron rekombinasiyası deyilir. Helium üçün $3 \cdot 10^5 \text{ K}$ temperaturda dielektron rekombinasiya prosesləri adi rekombinasiyadan 100 dəfə effektivdir. Aydın ki, dielektron rekombinasiyası güclü olan şəraitdə qazın temperaturu yüksəlməlidir. Dielektron rekombinasiyanı nəzərə almaqla ionlaşma dərəcəsinə əsasən təyin olunan tac temperaturunun bu rekombinasiyanı nəzərə almadıqda təyin olunan temperaturdan iki dəfə böyük olması buna əyani sübutdur. Dielektron rekombinasiya başqa obyektlərdə də, məsələn, yüksək temperaturlu qaz dumanlıqlarında, kvazarların ətrafındakı mühitdə də nəzərə alınır. Deməli, Kainat obyektlərində real fiziki şəraiti aşkar etmək üçün fizikadan nəzəri məlum olan, lakin yer laboratoriyaları şəraitində yoxlanılması mümkün olmayan halları nəzərə almaq lazımdır.

Bir sıra kosmik proseslərdə üçqat rekombinasiya adlanan proseslər də nəzərə alınmalıdır. Üçqat rekombinasiya prosesində iki elektron protonla toqquşur, elektronlardan biri şüalanma baş vermədən onunla rekombinasiya edir, şüalanmaya uyğun kvantın enerjisi isə ikinci elektronun kinetik enerjisinə əlavə

olunur. Elektron konsentrasiyası böyük olan isti hidrogen qazında üçqat rekombinasiyanı da nəzərə almaq lazımdır (məsələn, Günəş alışmalarında).

Biz §10-da qadağan olunmuş xətlərdən bəhs etdik və bu xətlərdən bəzilərinin qaz dumanlıqlarında çox intensiv olduğunu qeyd etdik. Astrofizikada təsadüf olunan çox maraqlı qadağan olunmuş xətlərdən biri də neytral hidrogen atomuna məxsus $\lambda=21,11 \text{ sm}$ dalğa uzunluqlu xəttidir. Bu xətt belə həyəcanlanır: protonun maqnit momenti (protonun spini) ilə elektronun hərəkət miqdarı momenti (elektronun spini) paralel və antiparalel ola bilər. Bu hallar enerjicə fərqlənirlər və hidrogenin əsas səviyyəsi üçün həmin fərq $5,88 \cdot 10^{-6} \text{ eV}$ -dur. Spinlər eyni istiqamətdə paralel olanda (buna *a* halı deyək) atom həyəcanlanmış halda olur. Elektronun spini tərsinə çevrildə (buna *b* halı deyək) atom normal hala keçir. Atomun *a* halında qalma müddəti, onu bu haldan çıxaran amillər olmasa, yəni toqquşma ilə atom yuxarı enerji səviyyələrinə həyəcanlanmasa və ya ionlaşmasa, $11 \cdot 10^6$ ildir. Bu müddətdən sonra atom $5,88 \cdot 10^{-6} \text{ eV}$ enerjili kvant şüalandırır və buna uyğun dalğa uzunluğu $\lambda=21,11 \text{ sm}$ -dir. Hidrogen atomunun *b* halından *a* halına keçməsi üçün bu atom, ona $5,88 \cdot 10^{-6} \text{ eV}$ enerji verən zərrəciklə toqquşmalıdır. $\lambda=21,11 \text{ sm}$ dalğada aparılan radiomüşahidələr ulduzlararası mühitin $\lambda=21,11 \text{ sm}$ dalğada şüalanma mənbəyi olduğunu göstərmişdir. Bu dalğada aparılan radioastronomik müşahidələr maraqlı nəticələrə gətirmişdir.

§15. Nüvə fizikasının bəzi astrofiziki məxsusiyətləri

1. Kosmik şüaların bəzi astrofiziki məxsusiyətləri. XX yüzilliyin əvvəllərində təcrübi olaraq müəyyən edildi ki, Yer in səthindən uzaqlaşdıqca qabın içərisində olan qazın ionlaşması naməlum xarici amilin təsiri ilə güclənir. Avstriya fiziki Viktor Qessin 1912-ci ildə aerostatla 5000 metrədək hündürlüyə qalxaraq apardığı təcrübənin nəticəsi 1936-cı ildə tamamilə aydınlaşdı: müəyyən edildi ki, yüksəyə qalxdıqca qabdakı qazın ionlaşmasının güclənməsinə səbəb kosmik şüalar adlanan yüklü

zərrəcikləmiş.

Kosmik şüalar – çox böyük enerjiyə malik və işıq sürətinə yaxın sürətlə hərəkət edən elementar zərrəciklər və müxtəlif kimyəvi elementlərin atomlarının nüvələrindən ibarət yüklü zərrəciklər selidir. İndi məlumdur ki, bu zərrəciklərin enerjisi 10^{14} MeV-ə qədərdir. Aydınır ki, Kainat mənşəli kosmik şüalar bilavasitə yerin səthinə çatmır. Onlar Yer atmosferinin üst qatlarında atom və molekullarla toqquşur, öz enerjisinin bir qismini bu zərrəciklərə verir və nəticədə çox sayda böyük enerjili yeni zərrəciklər seli yaranır. Kainat mənşəli kosmik şüalar ilkin, bunların təsiri ilə yer atmosferində yenidən yarananlar isə ikinci kosmik şüalar adlanır. Bu zərrəciklərin Yerdə qeydə alınması ilə pozitron, mezonlar, giperonlar və indi çox sayda məlum olan yüksəkenerjili elementar zərrəciklər kəşf olunmuşdur.

İlkin kosmik şüaların kimyəvi tərkibi ulduzların kimyəvi tərkibindən həm keyfiyyət, həm də kəmiyyətə xeyli fərqlənir. 5-ci cədvəldə müqayisə üçün kosmik şüalarda və orta Kainatda kimyəvi elementlərin nisbi miqdarı verilmişdir.

Cədvəl 5

Kosmik şüalarda və orta Kainatda kimyəvi elementlərin atomlarının nisbi sayı

Kimyəvi elementlər	Kosmik şüalarda	Orta Kainatda
<i>H</i>	1000	
<i>He</i>	68	152
<i>Li, Be, B</i>	1,5	$1,5 \cdot 10^{-6}$
<i>C, N, O, F</i>	4,4	1,5
Qalan elementlər (əsasən <i>Si, S, Al, Ni, Ca</i>)	1,9	0,15

Kainat obyektlərinin ortalaşmış kimyəvi tərkibi əksər ulduzların orta kimyəvi tərkibi deməkdir, çünki bildiyimiz kimi Kainatın ümumilikdə kütləsinin 98%-i diskret mənbələrdə – ulduzlarda toplaşmışdır. Cədvəldən görürük ki, ilkin kosmik şüaların kimyəvi tərkibi doğrudan da həm keyfiyyət, həm də kəmiyyətə əksər ulduzların kimyəvi tərkibindən fərqlidir: 1) *Li, Be, B* kimi yüngül elementlərin miqdarı kosmik şüalarda orta

Kainatdakına nisbətən milyon dəfə çoxdur; 2) *Ca, Fe, Ni* və başqa ağır kimyəvi elementlərin miqdarı kosmik şüalarda on dəfədən çoxdur; 3) heliumun miqdarı kosmik şüalarda nisbətən azdır.

Li, Be, B kimi yüngül elementlər ilkin istilik-nüvə yanacağı olduğundan onlar nüvə reaksiyaları nəticəsində ulduzlarda tez "yanıb" tükənir (aşağıya bax). Kosmik şüalarda bu elementlərin miqdarı ona görə çoxdur ki, kosmik şüalardakı yüksək enerjili proton və alfa zərrəciklər ulduzlararası mühitdə ağır nüvələrlə toqquşaraq bu nüvələri, parçalanma prosesində, yüngül nüvələrə çevirir. Kosmik şüalardakı *Li, Be, B* kimi elementlərin müşahidə olunan miqdarını almaq üçün yuxarıda qeyd olunan toqquşma elə bir mühitdə baş verməlidir ki, bu mühitdə oturacağının en kəsiyi 1 sm^2 olan silindr daxilindəki maddənin miqdarı $3q$ olsun. Bizim Günəş sisteminin daxil olduğu ulduzlar sisteminin, yəni Bizim Qalaktikanın ən böyük diametri 30.000 ps -dir. Diametri bizim qalaktikanın diametrinə bərabər olan sferə daxilində ulduzlararası mühitdə maddə sıxlığının bərabər paylandığını qəbul edək. Belə sferada ulduzlararası mühitin orta sıxlığı $10^{-26} q/\text{sm}^3$ olardı. En kəsiyi 1 sm^2 olan silindr daxilində belə sıxlığa malik olan qazın miqdarının $3q$ olmasından ötrü bu silindrin hündürlüyü

$$L = \frac{3q / \text{sm}^2}{10^{-26} q / \text{sm}^3} = 3 \cdot 10^{26} \text{ sm} = 10^8 \text{ ps} \quad \text{olmalıdır. Bu, Bizim}$$

Qalaktikanın ən böyük diametrindən min dəfələrlə böyükdür. Kosmik şüaların müşahidə olunan miqdarı əsasən Bizim Qalaktikada yaranan kosmik şüaların hesabınadır. Odur ki, kosmik şüaların yolunun Bizim Qalaktikanın ən böyük xətti ölçüsündən min dəfələrlə böyük olması bu şüaların spiralvari çox uzun trayektoriya üzrə yayılması ilə izah edilir. Belə trayektoriyanın özü isə Bizim Qalaktikada ümumi maqnit sahəsinin olması ilə bağlıdır. Bilirik ki, yüklü zərrəciklər ancaq maqnit qüvvə xətləri boyunca sərbəst hərəkət edir. Bu hərəkət, spiralvari trayektoriya üzrə irəliləmə hərəkətidir. Qalaktikada maqnit sahəsinin qüvvə xətləri qapalı olduğundan kosmik şüaların Qalaktikanı tərk etməsi üçün onlar gərginliyi 10^{-6} - 10^{-5} Erstedən kiçik ol-

mayan maqnit sahəsində uzun yol keçməlidir. Bizim Qalaktikada intensivliyi $10^{-6} - 10^{-5}$ Qaus olan maqnit sahəsinin varlığı astronomik müşahidələrdə təsdiq olunmuşdur. Bu, birinci növbədə müəyyən qrup uzaq ulduzların şüalanmasındakı polyarizasiyanın dəqiq ölçülməsi ilə sübuta yetmişdir. Belə ki, bu ulduzların işığının eyni dərəcədə (10%) polyarizə olunduğu tapılmış və müəyyən edilmişdir ki, polyarizasiya müstəvisi bütün müşahidə oblastı daxilində öz vəziyyətini yavaşca dəyişir. Polyarizasiya dərəcəsi və polyarizasiya müstəvisinin dəyişməsi xüsusiyyətlərinə əsasən müəyyən edilmişdir ki, belə polyarizləşmənin mexanizmi ulduzlararası mühitdə eyni istiqamətdə səmtlənmiş çoxlu uzunsov toz hissəciklərinin olmasıdır. Belə səmtlənməyə səbəb məhz Bizim Qalaktikanın ümumi maqnit sahəsidir.

Kosmik şüaların Qalaktikada onun ən böyük xətti ölçüsündən min dəfələrlə uzun yol keçməsi göstərir ki, Bizim Qalaktikanın maqnit sahəsinin qüvvə xəttləri bir-birinə dolaşmış şəkildədir. Belə dolaşmış düşmüş qüvvə xəttləri boyunca uzun yol keçən kosmik şüaların hərəkəti, bir növ, qazların diffuziyasını xatırladır.

Kosmik şüaların yayılma sürətini işıq sürətinə yaxın (məsələn, 10^5 km/san) qəbul etsək, $l = 3 \cdot 10^{21} \text{ km}$ yolu keçmək üçün $t = 3 \cdot 10^{21} / 10^5 = 3 \cdot 10^{16} \text{ san} \approx 10^9$ il tələb olunur. Deməli, ilkin kosmik şüaların yaşı milyard illərlədir. Kosmik şüaların konsentrasiyasını 10^{-11} sm^{-3} , orta enerjisini $10^{10} \text{ eV} \approx 10^{-2}$ erq qəbul etsək onların enerji sıxlığı üçün $10^{-13} \text{ erq/sm}^3$ alırıq. Nəhayət, Bizim Qalaktikanın radiusu $15000 \text{ ps} \approx 4,5 \cdot 10^{22} \text{ sm}$ qəbul edilməklə onun həcmi $\sim 5 \cdot 10^{68} \text{ sm}^3$ olduğundan ilkin şüaların Bizim Qalaktikada tam enerjisi $5 \cdot 10^{55}$ erq olar. Kosmik şüaların Bizim Qalaktikada əmələ gəldiyi milyard ildə, yəni $3 \cdot 10^{16}$ saniyə ərzində bu qədər enerjinin toplanması üçün hər saniyədə $\frac{5 \cdot 10^{55} \text{ erq}}{3 \cdot 10^{16} \text{ san}} \approx 1,7 \cdot 10^{39} \text{ erq/san}$ enerji hasil olmalıdır. Bizim Qalaktikada belə gücə malik olan enerji mənbələri vardır. §58-də görəyik ki, bunlar ilk növbədə ifrat yeni ulduzlardır. Bu ulduzların partlaması nəticəsində belə enerji hasil olur, çox yüksək

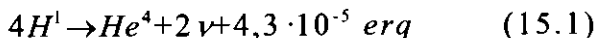
enerjili və böyük sürətli kosmik şüalar yaranır, yüklü zərrəciklər seli ulduzlararası fəzaya yayılaraq tədricən Qalaktikanın ümumi kosmik şüalar selinə qarışır. Kosmik şüaların bir çox astrofiziki təzahürləri ilə §66-da tanış olacağıq.

Nüvə fizikasının astrofiziki məxsusiyyətləri içərisində ən maraqlı kəşflərdən biri də ulduzların daxili enerji mənbəyi problemi ilə əlaqədardır.

2. Nüvə fizikası və ulduzların daxili enerji mənbəyi.

1938-ci ildə alman fiziki Bete göstərdi ki, Günəşin daxili enerji mənbəyi müəyyən istilik – nüvə sintez reaksiyalarından ibarətdir. Müasir təsəvvürlərə görə ulduzların şüalandırdıqları enerji onların daxili qatlarında gedən istilik – nüvə sintez reaksiyalarının nəticəsindədir. Bunların içərisində əsas yeri hidrogenin heliuma çevrilməsi tutur.

İstilik – nüvə sintez reaksiyaları yüksək temperaturda atom nüvələrinin qarşılıqlı çevrilməsinə deyilir. Məsələn, dörd hidrogen nüvəsindən, yəni dörd protondan iki proton və iki neytrondan ibarət bir helium nüvəsi (alfa-zərrəcik) əmələ gəlir. Bu reaksiya prosesində iki proton iki neytrinonun (ν) şüalanması ilə müşayiət olunmaqla iki neytrona çevrilir. Bu dediklərimiz aşağıdakı sxemlə təsvir olunur:



Elementar zərrəciklərin qarşılıqlı çevrilməsində ümumi elektrik yükü, ağır zərrəciklərin (barionların) və yüngül zərrəciklərin (leptonların) sayı saxlanılır. Odur ki, protonun (p) neytrona (n) çevrilməsi və neytronun protona çevrilməsi ardıcıl olaraq belə baş verir:



Burada e^+ -pozitron-antizərrəcik, ν -neytrino, e^- -elektron, $\bar{\nu}$ -antineytrino-antizərrəcikdir.

(15.2)-dən görürük ki, reaksiyaya qədər (solda) bir müsbət yük vardır. Odur ki, reaksiyadan sonra da (sağ tərəfdə) bir müsbət yük olur. Reaksiyaya qədər bir barion (p) olduğundan reaksiyadan sonra da bir barion (n) olur. Nəhayət, sağda əlavə

bir lepton-antizərrəcik (e^+) olduğundan reaksiyada bir dənə də lepton-zərrəcik (ν) olmalıdır: nəticədə sağda leptonların ümumi yükü sıfır olur; burada nəzərə alırıq ki, antizərrəciyin lepton (yaxud müvafiq olaraq barion) yükü mənfidir.

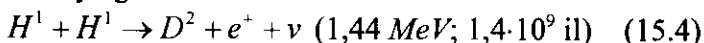
(15.3) reaksiyası da (15.2) reaksiyasına analogi izah olunur.

(15.1) düsturunun sağ tərəfindəki, $4,3 \cdot 10^{-5}$ *erq* dörd protondan bir alfa-zərrəcik əmələ gələrkən ayrılan enerjidir. Belə ki, ayrılan enerji dörd protonun kütləsi ilə bir alfa-zərrəciyin kütləsi fərqi, yəni kütlə defekti ilə mütənasibdir; bu kütlə defekti $1,00813 \times 4 - 4,00389 = 0,02863$ atom vahidinə bərabərdir; bunun qramlarla miqdarı $\Delta m = 0,02863 \times 1,67 \cdot 10^{-24} q = 0,04781 \cdot 10^{-24} q$ -dır, bu kütləyə uyğun enerji üçün

$$\Delta E = \Delta m \cdot c^2$$

Eynşteyn düsturundan $0,04781 \cdot 10^{-24} \cdot (3 \cdot 10^{10})^2 = 4,3 \cdot 10^{-5}$ *erq* alırıq.

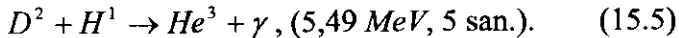
Temperatur $15 \cdot 10^6$ dərəcədən böyük deyilsə hidrogenin helioma sintezi əsasən proton-proton dövryyəsi ilə olur. Əvvəlcə iki protondan bir deyterium əmələ gəlir və bu zaman aşağıdakı reaksiya gedir:



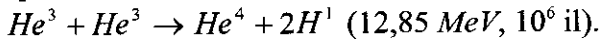
Burada və aşağıda yazılan reaksiyalardan sonra mötərizədə, ayrılan enerji və reaksiyanın orta baş vermə müddəti verilir. Bu reaksiyalar nəticəsində neytronların aldıkları maksimum enerji $0,42 \text{ MeV}$ olur. Qeyd etmək lazımdır ki, qəbul etdiyimiz temperaturda bu reaksiya çox ləng gedir: iki protondan ibarət rabitəli sistemin yaranması ehtimalı çox kiçikdir (bu səbədən də təbiətdə He^2 izotopuna təsadüf olunmur); (15.4) reaksiyası ona görə gedir ki, bu reaksiyada protonun biri neytrona çevrilir və bu zaman (15.2)-ə əsasən bir pozitron və bir neytrino şüalanır. (15.4) reaksiyasının effektiv kəsiyi çox kiçik olduğundan onun xarakterik vaxtı da çox böyükdür. Məsələn, $15 \cdot 10^6$ dərəcə temperatur və $100 q/sm^3$ sıxlıqda hidrogen qazının verilən həcmində protonların sayının iki dəfə azalması üçün 10 milyard il vaxt tələb olunur.

(15.4) reaksiyası nəticəsində yaranan deyterium bir pro-

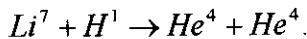
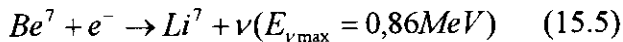
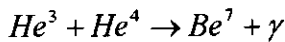
tonla sintez edir və nəticədə bir He^3 izotopu əmələ gəlir və γ kvantı şüalanır:



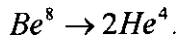
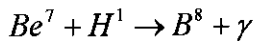
Nəhayət, proton-proton dövryyəsinin sonuncu reaksiyası iki He^3 izotopundan bir He^4 nüvəsinin əmələ gəlməsi və bu zaman iki protonun azad olmasıdır:



Bu yolla proton-proton dövryyəsi nəticəsində əmələ gələn He^4 nüvələrinin sayı ümumi sayın 80%-ni təşkil edir. He^4 nüvələrinin 19,77%-i aşağıdakı reaksiyalar nəticəsində əmələ gəlir:

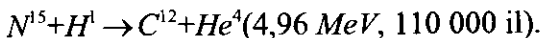
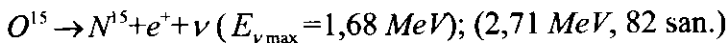
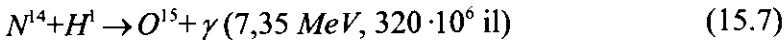
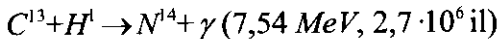
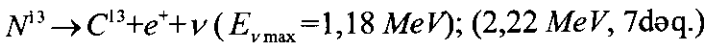
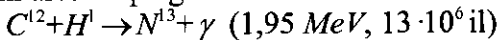


He^4 nüvəsinin qalan 0,23%-i isə



nüvə reaksiyaları hesabınadır.

Qəbul etdiyimiz temperaturda, yəni ~ 15 milyon dərəcədə karbon-azot dövryyəsinin az da olsa payı var. $T > 15 \cdot 10^6$ dərəcədə isə karbon azot dövryyəsi əsasdır. Bu reaksiyalar aşağıdakı ardıcılıqla gedir:



(15.7)-dən görürük ki, karbon-azot dövryyəsinə karbon və azot katalizator rolunu oynayırlar.

İstilik-nüvə reaksiyaları nəticəsində ayrılan enerji temperaturdan (T) və sıxlıqdan (ρ) və eləcə də nüvə yanacağıının (burada hidrogen qazının) kütləcə nisbi konsentrasiyasından və həmçinin katalizator rolu oynayan qazların nisbi miqdarından asılıdır.

Proton-proton reaksiyalarında 1kq maddə hesabı ilə 1 saniyədə ayrılan enerji

$$\varepsilon_{pp} = 10^{-6} \rho X^2 \left(\frac{T}{10^6} \right)^4 \frac{Vt}{kq}; \quad (15.8)$$

burada X -kütləcə hidrogenin nisbi konsentrasiyasıdır. Bu reaksiyada ayrılan enerjinin T -dən asılılığı $\varepsilon_{pp} \sim T^4$ kimidir. Karbon-azot reaksiyaları nəticəsində 1 kq maddə hesabı ilə 1 saniyədə ayrılan enerji uyğun olaraq

$$\varepsilon_{CN} = 6,6 \cdot 10^{-24} \rho X X_{CN} \cdot \left(\frac{T}{10^6} \right)^{20} \frac{Vt}{kq}. \quad (15.9)$$

Burada X_{CN} -karbon və azotun orta nisbi miqdarıdır. Bu reaksiyada $\varepsilon_{CN} \sim T^{20}$, yəni ayrılan enerji temperaturdan çox güclü asılıdır. Bu o deməkdir ki, temperaturun artması ilə ayrılan enerji çox sürətlə artır və nəticədə hidrogenin "yanması" daha da sürətlənir.

Temperaturun daha böyük qiymətlərində (məsələn, yüz milyon dərəcədə) hidrogen qazı ulduzun daxilində bütünlüklə "yanıb" qurtarır, tamamilə heliuma çevrilir və bundan sonra əsas yanacaq helium olur. Bu şəraitdə helium karbona çevrilir:



Bu reaksiya üçqat alfa-proses (3α -proses) adlanır.

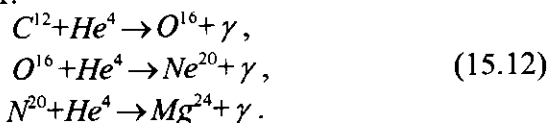
Bu reaksiya nəticəsində ayrılan enerji

$$\varepsilon_{3\alpha} = 10^{-12} \rho^2 Y^3 \left(\frac{T}{10^8} \right)^{30} \frac{Vt}{kq} \quad (15.11)$$

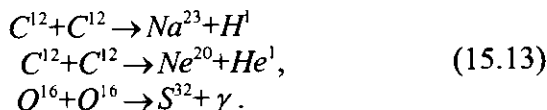
düsturu ilə təyin olunur. Burada Y -kütləcə heliumun nisbi miqdarıdır. Bu düsturdan görürük ki, $\varepsilon_{3\alpha} \sim T^{30}$ -dur, yəni 3α -prosesdə temperaturdan asılılıq CN reaksiyasındakı temperatur ası-

lılığından da güclüdür. 3α -prosesdə ayrılan enerji pp-də ayrılandan 10 dəfə böyükdür.

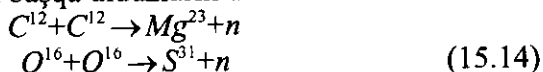
İndiyədək haqqında bəhs etdiyimiz pp, CN, 3α reaksiyaları uyğun olaraq Günəş və Günəş tipli ulduzlara, Günəşdən isti və kütləcə massiv ulduzlara, nəhayət Günəşdən çox isti və kütləsi Günəşin kütləsindən çox böyük olan ulduzlara aiddir. Kütləcə massiv çox isti ulduzda helium 10 milyon il ərzində "yanıb" qutarır, sonra ulduz cazibə sıxılmasına məruz qalır və onun daxili qatlarında temperatur 500 milyon dərəcəyə çatır. Belə ulduzlarda bir neçə yüz min il ərzində aşağıdakı sxemdə nüvə reaksiyaları gedir.



Nəhayət, sıxılma nəticəsində ulduzun daxilində temperatur 3 milyard dərəcədə böyük olanda daha ağır nüvələrin sintezi baş verir:



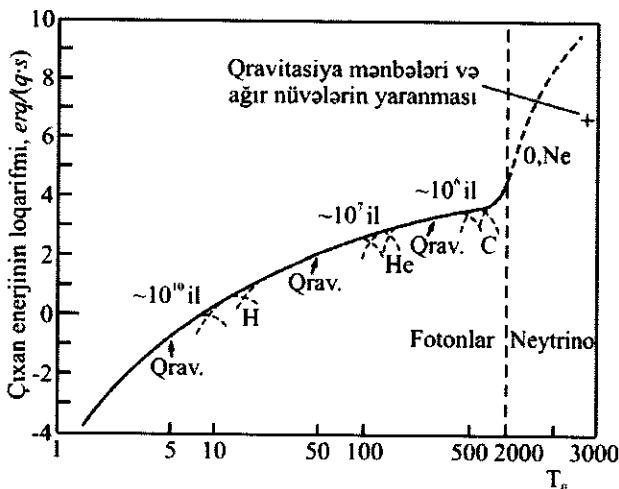
Sonra daha ağır nüvələrin yaranması ilə nəticələnən reaksiyalar ulduzların tərkibində dəmirin əmələ gəlməsinə qədər davam edir. Bunlardan başqa ulduzların daxilində



reaksiyaları da gedir. Belə reaksiyalar sərbəst neytronlar selinin yaranmasına səbəb olur. Bu neytronlar atom nüvələri tərəfindən yavaş-yavaş tutulur. Belə ki, atom nüvəsi növbəti neytronu tutana kimi əvvəl tutulan neytron protona çevrilir və nəticədə dayanıqlı izotop yaranır. Bu proseslər nəticəsində dəmirdən ağır nüvələr yaranır və bismuta (Bi^{209}) qədər ağır nüvələrin əmələ gəlməsi bu yolla davam edir.

Yuxarıda qeyd etdiyimiz kimi yeni növ istilik-nüvə reaksiyasına keçid ulduzun qravitasiya sıxılması ilə müşayiət olunur

və bu da temperaturun yüksəlməsinə gətirir. Temperatur artdıqca ayrılan enerji kəsilmədən böyüyür. 1q nüvə yanacağıının 1 saniyə yanmasından ayrılan enerjinin temperaturdan asılılığı 21-ci şəkildə verilmişdir. Bu şəkildə nüvə yanacağıının növləri, hər növün yanma müddəti və qravitasiya sıxılması mərhələləri göstərilmişdir.



Şəkil 21. Bir qram nüvə yanacağıının bir saniyədə yanmasından ayrılan enerjinin temperaturdan asılılığı. Şəkilde nüvə yanacağıının növləri, hər növün yanma müddəti və qravitasiya sıxılması mərhələləri göstərilmişdir (T_θ - milyon dərəcələrlə verilmişdir).

Temperaturun milyard dərəcəyədək qiymətinə kimi ulduzun nüvəsindən onun səthinə enerji fotonlarla köçürülür. Milyard dərəcədən böyük temperaturda və sıxlığın $10^7 q/sm^3$ qiymətində enerji köçürülməsi neytrino vasitəsilə olur. Bunun səbəbi belə şəraitdə neytrino və antineytrino cütündən ibarət güclü sellin əmələ gəlməsidir. Enerjinin fotonlarla köçürülməsi sərhədi şəkildə qırıq şaquli xətlə göstərilmişdir. Enerji daşıyıcısı olan neytrino seli ulduzu maneəsiz tərk etdiyindən ulduzun nüvəsi soyuyur, o, çox böyük sürətlə sıxılır, sıxıldıqca daxili qatların temperaturu yenidən artır, temperatur artdıqca neytrino seli güclənir və nəticədə ulduzun daxilində partlayış baş verir. Bu part-

layış cəmi $\sim 10^{-2}$ saniyə davam edir. Həm də bu istilik-nüvə reaksiyaları çox sürətli gedir: neytronlar çox böyük sürətlə ağır nüvələrlə sintez edir, qeyd etdiyimiz kimi nüvə ikinci neytronla sintez edənədək birinci neytron protona çevrilir, zəncirvari reaksiya uran və torium da daxil olmaqla atom kütləsi $A \approx 270$ olan nüvələrin yaranmasına qədər davam edir. Bu prosesin davamiyyət müddəti $\Delta t < 100$ saniyə olur. Bu proseslər ulduzun ətrafında örtük yaranmasına gətirir. Örtüyün sıxlığı 100 q/sm^3 , temperaturu bir neçə milyon dərəcə olur. Bu şəraitdə də istilik-nüvə reaksiyaları gedir – protonların ağır nüvələr tərəfindən tutulması baş verir. Nüvəyə yaxın örtükdə oksigen və karbon nüvə yanacağı olur. Prosesin sonrakı mərhələləri və onların təzahürləri haqqında ulduzlardan və onların təkamül yollarından bəhs edəndə danışıcağıq. Bundan başqa konkret obyektlərdən – Günəşdən, müəyyən ulduzlardan bəhs olunanda nüvə fizikasının yuxarıda tanış olduğumuz məxsusiyətlərinin bilavasitə şahidi olacağıq.

§16. Astrofizikanın plazma fizikası ilə əlaqəsi haqqında ümumi anlayış

Kainat əsasən qazlardan ibarətdir. Kosmos şəraitində, həttə neytral hidrogen atomlarından ibarət qazda plazma xüsusiyyətlərinin təzahürləri vardır. Çünki neytral hidrogendən ibarət oblast, demək olar ki, hər yerdə tam ionlaşmış hidrogendən ibarət oblast ilə həmsərhəddir, əlaqəlidir. Beləliklə, Kainatın əsas kütləsi plazma halındadır. "Plazma" anlayışı ilk dəfə 1929-cu ildə məşhur fizik Lenqmyur tərəfindən qaz boşalmaları borularında maddənin fiziki halını təsvir etmək üçün yaranmışdır. Lakin hələ plazma anlayışı yaranmamışdan astrofizikada ulduz atmosferləri öyrədildiyindən, əslində maddənin plazma halı çox əvvəllər öyrənilməyə başlanmışdır. Məşhur astrofizik Saxa hələ XX yüzilliyin lap əvvəllərində ulduz atmosferlərini nəzəri tədqiq etmiş, ulduz spektrlərinin təsnifatını fiziki baxımdan əsaslandırılmışdır; 1921-ci ildə məşhur astrofizik Miln qazların

ionlaşma dərəcəsinin temperaturdan asılılığını, yəni Saxa tənzimliyini təhlil etməklə ulduz atmosferinin əsas xüsusiyyətlərini izah etmişdir. Bir sözlə, plazma anlayışı yaranmazdan əvvəl astrofiziklər plazmanı səma cisimlərinin təbii halı kimi öyrənməyə başlamışlar.

Lakin XX yüzilliyin 60-cı illərinə qədər Kainat plazması fizikasının öyrənilməsi birtərəfli olmuşdur. Burada yalnız astrospektroskopiyaya üsulunun tətbiq edilməsi nəzərdə tutulur. Bu çox güclü üsul indi, bildiyimiz kimi, elektromaqnit şüalanmasının bütün diapazonlarını əhatə edir. Astrofizika və atom fizikasının vəhdəti radiodiapazon müstəsna olmaqla qalan diapazonlarda alınan spektrlərin interpretasiyasını verməyə imkan yaratmışdır. Radiospektrlərin interpretasiyası üçün atom fizikasının imkanları məhduddur. Məhz bu səbədən radiospektrlərin mükəmməl interpretasiyasını vermək üçün şüalanmanın başqa mexanizmləri də nəzərə alınmalıdır. Bu mexanizmlər aşağıdakılardır:

1. İonların yaxınlığından keçərkən sürətlənən və ya tormozlanan elektronların şüalanması ilə nəticələnən mexanizm; bu, sərbəst-sərbəst keçidlər nəticəsində şüalanma, yaxud tormozlanma şüalanması mexanizmidir;

2. Qeyri-relyativist elektronların maqnit sahəsində şüalanması mexanizmi; bu, tsiklatron şüalanma mexanizmidir;

3. Relyativist elektronların maqnit sahəsində şüalanma mexanizmi; bu, sinxrotron şüalanma mexanizmidir.

Son iki mexanizm maqnit-tormozlanma şüalanması mexanizmi adlanır.

Yuxarıda adlarını çəkdiyimiz mexanizmlərin astrofizikada tətbiqinə olan tələbat plazma fizikasının astrofizikaya tətbiqini çox genişləndirmişdir. Sonralar kosmosda kəşf olunan bir sıra böyük enerji mənbələri, onların qeyri-istilik mexanizmlərə malik olmaları, ayrılan enerjinin elektromaqnit dalğalarına çevrilməsi dəlilləri alimləri yeni effektiv enerji mənbələri axtarmağa vadar etdi. Kosmosda relyativist elektronların yaranması imkanlarının geniş olması, mürəkkəb maqnit sahələrinin varlığı plazmanı daha dərinləndirən öyrənməyi zəruri etdi.

Plazmanın əsas xüsusiyyətləri və plazma dalğaları.

Məlumdur ki, tam və ya qismən ionlaşmış qaza plazma deyilir. Lakin plazmanı neytral qazdan ciddi fərqləndirən cəhət təkə bu deyil. Plazmanı adi qazdan fərqləndirən əsas cəhət orasıdır ki, adi qazlarda atom və molekullar yalnız bir-birinə çox yaxınlaşanda qarşılıqlı təsirdə olduqları halda, plazmada qarşılıqlı təsir bir-birindən uzaqda olan zərrəciklər arasında da davam edir. Bunun səbəbi adi qazdan fərqli olaraq plazmada Kulon qarşılıqlı təsir qüvvəsinin zərrəciklər arasındakı məsafədən zəif asılı olmasıdır. Plazmada bir-birindən uzaq zərrəciklər arasındakı qarşılıqlı təsir bu zərrəciklərin hərəkətinə daim təsir göstərir. Plazmada Kulon qüvvəsinin böyük məsafələrdə də təsir göstərməsi və elektronların mütəhərrikliliyi kollektiv proseslərin, yəni müxtəlif rəqslərin və dalğaların yaranmasına səbəb olur. Əslində plazmada kollektiv proseslər hər bir yüklü zərrəciyin eyni zamanda çox sayda yüklü zərrəciklərlə qarşılıqlı təsirdə olmasının təzahürüdür. Adi qazlarda olduğu kimi plazmada da səs dalğaları yaranır və yayılır. Çünki plazmada da sıxlığın məhəlli dəyişməsi baş verir və sıxlığın bu həyəcanlanması rəqsi hərəkətin-səs dalğalarının yaranmasına gətirir. Məlumdur ki, səs dalğalarının yaranma sürəti temperatur T -dən və adiabat əmsalı γ -dan asılıdır. Bu asılılıq

$$v_{səs} = \sqrt{\gamma RT / \mu} \quad (16.1)$$

şəkildə ifadə olunur. Burada R -universal qaz sabiti, μ -molyar kütlədir.

Səs dalğaları ilə yanaşı, qeyd etdiyimiz kimi, plazmada müxtəlif elektromaqnit dalğaları da yaranır. Məsələn, elektronların ionlara nisbətən istənilən yerdəyişməsi güclü elektrik sahəsi yaradır və bu sahə zərrəciyi əvvəlki halına qaytarmağa çalışır. Nəticədə plazmada elektronların rəqsləri-*elektronlara məxsus plazma dalğaları yaranır*. Bu dalğalar onları kəşf edən məşhur fizik Lenqmyurun şərəfinə *lenqmyur dalğaları adlanır*. Elektronların rəqsləri lenqmyur dalğalarının yayıldığı istiqamətdə olduğundan *bu dalğalar uzununa dalğalardır*. Lenqmyur dalğalarının tezliyi-lenqmyur tezliyi

$$v_e = \sqrt{e^2 n_e / \pi m_e} \quad (16.2)$$

düsturu ilə ifadə olunur. Burada n_e - elektronların plazmada konsentrasiyası, e və m_e elektronun yükü və kütləsidir. $v < v_e$ tezlikli dalğalar plazmada yayıla bilmir. Belə dalğalar xaricdən plazmaya düşəndə əks olunur.

Plazma elektron və ion qazlarının qarışığı olduğundan orada lenqmyur dalğaları ilə yanaşı *ion-səs dalğaları* da yaranmalıdır. İonların sıxlaşması və seyrəkləşməsindən ibarət *uzununa ion-səs dalğaları ionların* hərəkəti nəticəsində yaranan və elektrik sahəsi ilə ötürülən qarşılıqlı təsirə bağlıdır.

Plazmada maqnit sahəsi varsa bu sahənin plazma ilə qarşılıqlı təsirindən doğan rəqslər nəticəsində xüsusi dalğalar yaranır. Bu dalğalar, onları daha mükəmməl tədqiq etmiş məşhur fizik Alvenin şərəfinə *alven dalğaları* adlanır. *Alven dalğaları eninə dalğalardır* və maqnit qüvvə xətləri boyunca alven sürəti ilə yayılır:

$$v_A = H / \sqrt{4\pi\rho}, \quad (16.3)$$

burada H -maqnit sahəsinin gərginliyi, ρ -plazmanın sıxlığıdır. Qeyd edək ki, adi qaz maqnit sahəsindədirsə, ləng də olsa orada da alven dalğaları yarana bilər. Alven dalğaları maqnitohidrodinamik dalğalardır. Çünki yuxarıda qeyd etdiyimiz kimi bu dalğalar plazma (və ya qaz) ilə maqnit sahəsinin qarşılıqlı təsirindən doğan rəqslər nəticəsində yaranır. Belə rəqslərin yaranması üçün plazmada əlverişli şərait vardır.

Sərbəst yüklərin olması nəticəsində plazma yüksək elektrik keçiriciliyinə malikdir. Bu səbəbdən plazma elektrik və maqnit sahələri ilə effektiv qarşılıqlı rəbitədə olur. Elektrik keçiriciliyinin böyük olması nəticəsində kosmik plazmada yaranan elektrik cərəyanı və ona bağlı maqnit sahəsi uzun müddət sönmür. Plazmanın maqnit sahəsi ilə qarşılıqlı təsiri belə baş verir: müəyyən anda plazma zərrəcikləri müəyyən maqnit qüvvə xəttinin üzərindədirsə, həmin maqnit qüvvə xəttinin dəyişən konfigurasiyasından asılı olmayaraq, bu zərrəciklər həmişə bu maqnit qüvvə xəttinin üzərində qalır; tərsinə, plazma zərrəcik-

lərinin hərəkətindən asılı olmayaraq həmin qüvvə xətti bu zərəciklərdən keçməlidir. Maqnit sahəsinin plazmada "donması" effekti adlanan bu hadisə məhz plazmada maqnitohidrodinamik dalğaların yaranması şəraiti yaradır. Plazmanın hərəkətinin kinetik enerjisi $\rho v^2/2$, onun maqnit enerjisi $H^2/8\pi$ -dən böyük olarsa maqnit sahəsinin konfigurasiyası plazmanın hərəkəti ilə, əks halda isə plazmanın hərəkəti maqnit sahəsi ilə idarə olunur.

Sürətli və yavaş maqnit-səs dalğaları da plazma üçün xarakterik dalğalardır. Bunların birincisində qaz təzyiqi ilə maqnit təzyiqinin təsirləri toplanır, ikincisində isə həmin təsirlər bir-birindən çıxılır. Birincidə dalğaların yayılma sürəti səs sürətinə, digərində isə alven sürətinə yaxın olur.

Toqquşmayan dalğalar adlı proses kosmik plazma üçün, xüsusilə əhəmiyyətlidir. *Belə dalğaların yaranaraq yayılması-nın mümkün olduğu plazma, toqquşmayan plazma adlanır.* Bu dalğaların yaranması aşağıdakı kimi olur: plazmada yüklü zərəciklər olduğundan onların hərəkətləri elektromaqnit sahəsinin yaranmasına səbəb olur, elektrik və maqnit sahələri zərrəciklər toqquşmadan onlar arasında qarşılıqlı təsiri ötürür. Belə plazmada elektronların sərbəst qaçış yolu kollektiv hadisələrin xarakterik ölçülərindən çox böyük olanda toqquşmayan dalğalar yaranır və geniş ölçüdə plazmanın rəqsi və dalğavi xüsusiyyətləri meydana çıxır. Bir sıra spektrlər, xüsusilə radiodiapazonda yerləşən spektrlər məhz toqquşmayan plazmada yaranır. Belə spektrlər plazmanın yerləşdiyi mühit barədə bəzən ən əsas, hət-ta yeganə məlumat mənbəyi olur.

Yuxarıda bəhs etdiklərimizdən aydın olur ki, adi qazda əslində elektromaqnit şüalanması ilə əlaqəsi olmayan, yalnız səs dalğaları və kiçik sürətli alven dalğaları yarandığı halda, plazmada kollektiv proseslər – çox müxtəlif rəqslər və dalğalar yaranır və müxtəlif spektrlərə malik olan bu dalğalar bu və ya digər şəkildə elektromaqnit sahələri ilə, deməli, elektromaqnit şüalanması ilə əlaqədardır.

Plazma dalğaları ilə yüklü zərrəciklərin qarşılıqlı təsiri müxtəlif təzahürlərə malikdir. Fərz edək ki, elektron verilmiş elektromaqnit dalğasının sürətindən böyük sürətlə bu dalğanın

yayılması istiqamətdə hərəkət edir. Elektronun belə hərəkəti nəticəində, o dalğanın ən yüksək nöqtəsini, yəni elektronların maksimum sıx olan yerini ötür. Bu halda kulon dəfətmə qüvvəsi hesabına zərrəciklərin hərəkəti yavaşdır, dalğa isə sürətlənir. Bu çerenkov güclənməsi effekti adlanır. Dalğanı sürətləndirən bir zərrəcik deyil, zərrəciklər selidirsə, effekt daha güclü olur.

Əksinə, elektron dalğadan kiçik sürətlə hərəkət edirsə, dalğa onu irəliyə itələyir, özü isə enerjisini itirir. Bu, Landau sönməsi adlanır. Bu yolla plazma elektronlarının bir qisminin sürəti relyativist sürətə yaxınlaşa bilər.

Plazmada müxtəlif uzunluq və tezliyə malik olan dalğalar yaranarsa plazma turbulentiyyə yaranır. Dalğaların plazma ilə qarşılıqlı təsiri və plazmanın şüalanması nəticəsində bir dalğa digərinə çevrilə bilər, yəni transformasiya edə bilər.

Plazma üçün istilik dayanıqsızlığı çox xarakterikdir. Bunun mahiyyəti belədir: fərz edək ki, plazmada həcm elementi vahid zamanda xaricdən nə qədər enerji alırsa, onu da şüalandırır. Bu hal şüa tarazlığı halı adlanır. Qəbul edək ki, baş verən şüalanma rekombinasiyalar nəticəsindədir. Vahid həcm elementindən vahid zamanda rekombinasiya şüalanması nəticəsində ayrılan enerji

$$\varepsilon \cong 1,6 \cdot 10^{26} \frac{\rho^2}{\sqrt{T}} \frac{erq}{sm^3 \cdot san} \quad (16.4)$$

düsturu ilə hesablanır. (16.4)-dən görürük ki, hansı səbəbdənsə plazmanın sıxlığı böyüyürsə, bu zaman ayrılan enerji (16.4) qanunu ilə artır. Deməli onda, həcm elementi daha çox enerji itirir və plazmanın temperaturu T kiçilir. *Bu, istilik dayanıqsızlığıdır.* Beləliklə, plazmada istilik dayanıqsızlığının olması üçün sıxlıq müəyyən intervalda dəyişkən olmalıdır. Belə şəraitdə əvvəl bircins olan plazma sıx və onu əhatə edən seyrək mühit olmaqla iki fazaya ayrılmalıdır.

Plazma fizikasının astrofiziki məxsusiyətləri. Plazma fizikası məsələləri müasir astrofizikada çox geniş yer tutur.

Bu mənada fizika və astrofizikanın bir bölməsi kimi "plazma astrofizikası" yaranmışdır.

Əlbəttə, plazma astrofizikası laboratoriya plazması fizika-

sından bəzi cəhətləri ilə fərqlənir. Bu cəhətlər aşağıdakılardır:

1. Laboratoriya qurğularında yaradılan plazmanın ölçüləri kiçik olduğundan kifayət qədər böyük tezlikli elektromaqnit şüalanması üçün bu plazma, demək olar ki, tam şəffafdır. Əlbəttə, laboratoriya plazmasında elektromaqnit şüalanmaları yaranır, lakin, hətta plazmanın məxsusi tezliyinə yaxın tezliklərdəki elektromaqnit şüalanmaları üçün laboratoriya plazması optik nazikdir. Plazma astrofizikasında bunun əksinədir. Çünki astrofizikada plazma sistemlərinin nisbi ölçüləri çox böyükdür. Odur ki, kosmik plazma, xüsusilə böyük tezlikli elektromaqnit şüalanmaları üçün qeyri-şəffafdır, yəni optik qalın mühitdir. Bu o deməkdir ki, həmin şüaların xeyli qismi plazmada udulur, plazma enerjisinin xeyli hissəsi kifayət qədər böyük tezlikli elektromaqnit şüalanmasına çevrilir. Kosmik plazmada yüksək tezlikli elektromaqnit dalğaları intensiv plazma turbulensiyası yaranmasına, yaxud əksinə elektromaqnit dalğaları turbulentiyyənin güclü dissipasiyasına səbəb ola bilər. Kosmik plazmanın bu xüsusiyyətlərindən görürük ki, plazma astrofizikasını laboratoriya plazması fizikası ilə fərqləndirən bir cəhət də kosmik plazmanın şüalanma ilə çox sıx qarşılıqlı əlaqədə olmasıdır.

2. Laboratoriya plazmasında yüklü zərrəciklərin dalğalar tərəfindən sürətləndirilməsi hadisəsi baş verirsə də bu sürətlənmə güclü deyildir. Bunun səbəbi yenə də laboratoriya plazmasının həndəsi ölçülərinin kiçik olmasıdır. Məsələn, larmor radiusu, içərisində plazma olan qabın ölçülərindən böyük olarsa sürətlənən zərrəcik qabın divarlarına toxunaraq öz sürətini ya azaldar, ya da tamamilə itirər. Kosmik plazmada isə, hətta tədriclə sürətlənən zərrəciklər son mərhələdə çox böyük sürət, hətta relyativist sürət ala bilər (kosmik şüalara çevrilir). Başqa sözlə, çox böyük enerjili və relyativist sürətli zərrəciklərin generasiyası kosmik plazmada gedən kollektiv proseslərin zəruri təzahürüdür.

3. Məlumdur ki, laboratoriya plazmasında bircins atomlardan ibarət plazma yaratmaq böyük problemdir. Kosmik plazma isə, demək olar bircinsdir: plazma parametrlərinin dəyişməsinin xarakterik miqyasları kollektiv proseslərin ölçülə-

rindən tərtiblərcə böyükdür. Laboratoriya plazmasından fərqli olaraq, kosmik plazmada kəskin sərhəddə yoxdur. Odur ki, birincins plazmanın nəzəri modelləri kosmik plazmaya daha yaxşı uyğun gəlir.

§17. Zərbə dalğaları haqqında ümumi anlayış

İstər adi qazda, istərsə də plazmada zərrəciklər səsin sürətindən böyük sürətlə hərəkət edirlərsə onda zərbə dalğaları yaranır. Məsələn, fərz edək ki, qazın nisbətən kiçik həcmində qəflətən çox böyük miqdarda enerji ayrılır. Bu hadisə partlayış adlanır. Bunun nəticəsində enerji ayrılan həcmdə temperatur və onunla da əlaqədar təzyiq kəskin böyüyür. Bu təzyiq partlayış baş verən həcm elementini əhatə edən həyəcanlanmayan qazın təzyiqindən çox böyük olduğundan həmin həcm elementi həyəcanlanmamış soyuq ətrafa doğru genişlənər. İsti və soyuq mühit, bir-birindən hərəkət edən nazik sərhədlə ayrılırlar; *bu nazik sərhəd zərbə dalğası adlanır. Qazın fiziki parametrləri olan sıxlıq, təzyiq və temperaturun sıçrayışla böyüdüüyü səthin özü zərbə dalğasının cəbhəsi adlanır. Zərbə dalğasının cəbhəsi həyəcanlanmamış qaza nisbətən səsin sürətindən böyük sürətlə hərəkət edir. Beləliklə, zərbə dalğası, qazın fiziki parametrlərinin sıçrayışla dəyişən sərhədi olmaqla bərabər, səsin sürətindən böyük sürətlə hərəkət edir.*

Zərbə dalğası "nöqtədə" – kiçik həcmdə baş verən partlayış nəticəsində yaranırsa buna *sferik zərbə dalğası* deyilir; enerjinin ayrılması hər hansı ox boyunca olarsa *silindrik zərbə dalğası* yaranır; enerji ayrılması sonsuz geniş müstəvidə baş verirsə *müstəvi zərbə dalğa* yayılır.

Qazda yayılan adi dalğalarda fiziki parametrlərin dəyişməsi həyəcanlanmamış mühidə həmin parametrlərin qiymətlərindən kiçik olur. Bunun əksinə olaraq zərbə dalğalarında fiziki parametrlərin dəyişməsi həyəcanlaşmamış mühidə həmin parametrlərin qiymətlərindən çox böyük olur. Bu səbəbdən zərbə dalğalarında səs sürətindən böyük sürətlə hərəkət edən qazın mexaniki enerjisi sıçrayışla istiliyə və başqa enerji formalarına keçir. Zərbə dalğasının gücü, bu dalğanın sürətinin səsin sürəti-

nə nisbəti ilə təyin olunan Max ədədi ilə xarakterizə olunur: böyük Max ədədinə güclü də zərbə dalğası uyğundur.

Zərbə dalğasının cəbhəsində kütlə selinin, impulsun və enerjinin saxlanması qanunları ödənilir. Aşağıda bu qanunların sadə yazılış formaları verilmişdir.

$$\rho_1 D = \rho_2 (D - v). \quad (17.1)$$

Bu tənlik, zərbə dalğası cəbhəsində kütlə selinin saxlanması təsvir edir; burada ρ_1 -dalğa cəbhəsinin önündə, ρ_2 -dalğa cəbhəsinin arxasında qazın sıxlığı, D -zərbə dalğası cəbhəsinin həyəcanlanmamış qaza nisbətən sürəti, v -dalğa cəbhəsinin arxasında qazın sürətidir ($v < D$ -dir). 22-ci şəkildə zərbə dalğasının profili verilmişdir.

İmpulsun saxlanması ümumi şəkildə belə ifadə olunur:

$$p_1 + \rho_1 D^2 = p_2 + \rho_2 (D - v)^2. \quad (17.2)$$

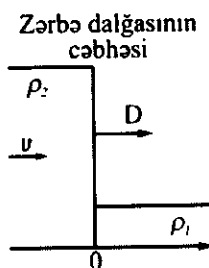
Bu tənlikdə p_1 və p_2 uyğun olaraq dalğa cəbhəsinin önündə və arxasında qazın təzyiqləridir.

Nəhayət, enerjinin saxlanması qanunu

$$E_1 + \frac{p_1}{\rho_1} + \frac{D^2}{2} = E_2 + \frac{p_2}{\rho_2} + \frac{(D - v)^2}{2} \quad (17.3)$$

tənliyi ilə təsvir olunur.

Saxlanma qanunlarını təsvir edən (17.1)-(17.3) tənliklər sisteminin həllindən ρ_2/ρ_1 və T_2/T_1 nisbətləri tapılır.



Şəkil 22. Zərbə dalğasının profili: D -zərbə dalğası cəbhəsinin həyəcanlanmamış qaza nisbətən sürəti, v -dalğa cəbhəsi arxasında qazın sürətidir ($v < D$ -dir).

1944-cü ildə akademik L.İ.Sedov göstərdi ki, müəyyən (Q) enerjisinin ayrılması ilə nəticələnən partlayış sıxlığı bircins olan mühitdə baş verirsə, onda bu proses zamanı yaranan sferik zərbə dalğasının hər bir t anında sürəti

$$D = \frac{2}{5} \left(\frac{Q}{\rho_1} \right)^{1/5} t^{-3/5} = \frac{2}{5} \left(\frac{Q}{\rho_1} \right)^{1/2} r_{\Phi}^{-3/2} \quad (17.4)$$

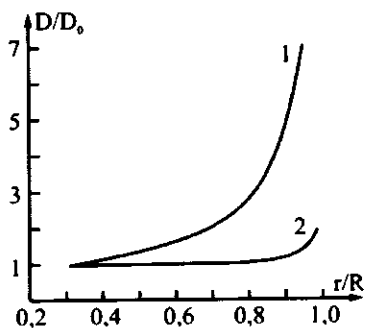
düsturu ilə təyin olar; burada r_{Φ} -dalğa cəbhəsinin radiusudur, yəni onun partlayış nöqtəsindən məsafəsidir. Güclü sferik zərbə dalğasının qeyri-bircins mühitdə yayılma sürəti üçün aşağıdakı təqribi ifadə alınmışdır:

$$D \cong C_0 (\rho_1 r^3)^{-1/6}; \quad (17.5)$$

burada r_{Φ} -dalğa cəbhəsinin radiusu ($r = r_{\Phi}$), ρ_1 - r məsafəsində mühitin sıxlığıdır; C_0 -başlangıç şərtindən tapılan müəyyən sabitdir. Belə ki, ayrılan enerji məlum olarsa, t_0 anında dalğa cəbhəsinin r_0 radiusunu və D_0 ani sürətini tapmaqla (17.5)-dən məlum ρ_1 sıxlığında C_0 qiymətləndirilir. Sıxlıq $\rho_1 \sim r^{-2}$ qanunu ilə dəyişirsə, $\rho_1 r^2$ hasili sabit qalar. Sıxlıq sürətlə azalarsa ($\rho \sim r^{-m}$, $m > 2$ olarsa) zərbə dalğasının sürəti dalğa cəbhəsi radiusunun müəyyən qiymətindən sonra getdikcə böyüməlidir. 23-cü şəkildə nisbi (adsız) D/D_0 sürətinin adsız r/R radiusdan asılılığı yuxarıdakı iki şərtə əsasən göstərilmişdir (R -zərbə dalğasının yayıldığı sferanın radiusudur). Bu şəkildə $r/R = 0,3$ -dən etibarən iki hala uyğun asılılıq təsvir olunmuşdur. Burada (1) əyrisi $m > 2$, (2) əyrisi isə $m = 2$ halına uyğundur. $m > 2$ olanda D/D_0 nisbəti, dalğa cəbhəsinin $r/R = 0,3$ qiymətindən etibarən getdikcə artan sürətlə böyüyür, $m = 2$ olanda isə həmin kəmiyyət, demək olar sabit qalır.

Zərbə dalğası cəbhəsindən arxada qazın hərəkət sürəti partlayış nöqtəsindən istiqamətlənməklə $v = \frac{3}{4} D$ kimi təyin edilir.

Fərz edək ki, zərbə dalğası, kütləsi $m(r)$ olan qaz küresi daxilində yayılır. Onda bu kürənin mərkəzindən hər bir r məsafəsində



Şəkil 23. Güclü zərbə dalğasının iki şəraitdə hərəkəti:
 1) ayrısı mühitin sıxlığının sürətlə dəyişməsinə
 2) isə sıxlığın məsafədən kvadratik asılı olması qanunu ilə dəyişməsinə uyğundur.

parabolik sürət $v = \sqrt{2Gm(r)}/r$ olar. Nə qədər ki, $v < v_p$ -dir dalğa cəbhəsi arxasında yerləşən qaz kütləsi bir qədər kürənin mərkəzindən uzaqlaşdıqdan sonra əsas kütlə tərəfindən cəzb olunaraq tormozlanacaqdır. Qaz parabolik sürətdən böyük sürət alarsa ($v > v_p$), onda bu qazın yerləşdiyi qat (aydıncı ki, həm də üst qatlar) əsas kütlədən ayrılaraq kürənin cazibə sahəsindən çıxar və bu qaz kütlələrinin hərəkətinə mane olacaq xarici amillər meydana çıxana qədər kürədən istənilən qədər uzaqlaşmaqda davam edir. Əgər qaz qatlarının əsas kütlədən ayrılaraq ondan uzaqlaşması $m > 2$ şərti ödənilən mühitdədirsə, onda partlayış nöqtəsindən müxtəlif başlanğıc məsafələrdə müxtəlif qatların uzaqlaşması sürətləri müxtəlif olar və nəticədə bu qazlar uzaq ətraf fəzaya səpilir. Başqa sözlə, partlayış prosesində ayrılan qatların əsas kütlə ilə əlaqəsi bütünlüklə kəsilir. Əsas kütləni tərk edən qatların yayıldığı mühitdə $m = 2$ şərti ödənilərsə, bu qatlar sabit sürətlə kütlədən uzaqlaşar və uzun müddət bu kütlə ilə əlaqəli kompakt sistem təşkil edir.

§18. Qeyri-istilik şüalanma mexanizmləri

Biz §16-da tormozlanma şüalanması ilə tanış olduq. Bu şüalanma sərbəst-sərbəst keçidlər nəticəsində yarandığından kəsilməzdir. Məlumdur ki, kəsilməz şüalanma rekombinasiya nəticəsində də yaranır. İstər tormozlanma, istərsə də rekombinasiya şüalanmaları istilik şüalanmasıdır. Mütləq qara cism kimi şüalandıran kosmik obyektlərdə bu istilik şüalanmalarının intensivliyi Plank dusturu ilə təyin edilir. Uzun dalğalarda (infraqırmızı və radiodiapazonda) Plank düsturu Reley-Cins düsturuna, ultrabənövşəyi oblastda isə Vin düsturuna çevrilir (bax: §9).

Lakin çox sayda kosmik obyektlər var ki, onların şüalanmasını hər hansı istilik şüalanma mexanizmi ilə izah etmək mümkün deyildir. Daha doğrusu bu obyektlərin şüalanma intensivliyi $I(\nu) \sim \nu^{-\alpha}$ ($\alpha > 0$) qanunu ilə dəyişir, yəni tezlik böyüdükcə şüalanmanın intensivliyi kiçilir. (Halbuki, istilik şüalanmasının intensivliyi, məsələn, (9.6) düsturundan görüldüyü kimi, tezlikdən $\sim \nu^2$ şəkildə asılıdır, yəni tezlik böyüdükcə intensivlik də böyüyür). *İntensivliyi $I(\nu) \sim \nu^{-\alpha}$ ($\alpha > 0$) qanunu ilə dəyişən şüalanma qeyri-istilik şüalanması adlanır.* Qeyri-istilik şüalanmasının astrofizikada rast gəldiyimiz mexanizmləri ilə tanış olaq.

1. Sinxrotron şüalanma. *Maqnit sahəsində hərəkət edən relyativist elektronların şüalanması sinxrotron şüalanmadır.*

Məlumdur ki, elektronun bircins maqnit sahəsində hərəkəti onun maqnit qüvvə xətləri boyunca irəliləmə hərəkətindən və bu xətlərin ətrafında fırlanmasından ibarətdir. Bu zaman elektron

$$\nu_0 = \frac{eH}{2\pi mc} = 2,8 \cdot 10^6 H \quad (18.1)$$

tezlikli elektromaqnit dalğası şüalandırır. Burada H maqnit sahəsinin intensivliyi (bu sahənin istiqaməti elektronun hərəkət sürətinə perpendikulyardır), e və m – elektronun yükü və kütləsi, c – işığın sürətidir.

Böyük ölçülü ulduz sistemlərinin – qalaktikaların maqnit sahəsi çox zəifdir: 10^{-6} - $10^{-5}E$. (18.1)-dən görüldüyü kimi bu sis-

temlərin maqnit sahəsinin gərginliyi, hətta $H \cong 10^2 E$ olsa, $\nu_0 \cong 3 \cdot 10^4 \text{ san}^{-1}$, yaxud $\lambda_0 = 10^6 \text{ sm} = 10 \text{ km}$ olar. Ancaq qeyri-relyativist elektron belə şüalandırır.

Elektron relyativistdirsə, onda onun enerjisi $E \gg mc^2$ şərtini ödəyir və elektronun maqnit sahəsində şüalandırması xarakteri kəskin dəyişir. Bu halda bir dənə ν_0 tezliyi əvəzinə elektron kəsilməz spektrdə şüalandırır və bu şüalanmanın maksimumu

$$\nu_m = \nu_0 \left(\frac{E}{mc^2} \right)^2 = 2,8 \cdot 10^6 H \left(\frac{E}{mc^2} \right)^2 \quad (18.2)$$

tezliyinə yaxın olar. Burada E -elektronun enerjisidir, ν_0 isə (18.1) düsturu ilə təyin olunur. Əgər $E \gg mc^2$ bərabərsizliyi ödənilərsə, onda şüalanmanın xeyli qismi astrofizikada müşahidə olunan qeyri-istilik şüalanma diapazonlarına uyğun dalğalarda ola bilər. Məsələn, $H = 10^5 \text{ Qs}$ olarsa, (18.1)-dən tezlik üçün $\nu_0 \approx 30 \text{ san}^{-1}$ alarıq. İndi fərz edək ki, bu sahədə $E = 10^{10} \text{ eV}$ erq enerjiyə malik relyativist elektronlar hərəkət edir. Onda (18.2) düsturundan $\nu_m \cong 5 \cdot 10^9 \text{ san}^{-1}$, yaxud $\lambda \cong 6 \text{ sm}$ alarıq, yəni radiodalğada şüalanmaya uyğun λ alarıq. (18.2)-dən görürük ki, maqnit sahəsi güclü olanda (məsələn, $H = 10^3 \text{ Qs}$ (Elektronun enerjisi E -ni sahənin gərginliyi E (erstet)lə qarışdırmamaq üçün gərginliyi intensivliklə (Qs) əvəz etmişik.)), sinxrotron şüalanma spektrin rentgen oblastında ola bilər.

Qəbul edək ki, elektronların $n(E)$ sayının E enerjisindən asılılığı

$$n(E) = \frac{K}{E^\gamma} \quad (18.3)$$

qanunu ilə verilir. Burada K və γ sabitlərdir. Sinxrotron şüalanmada həcmi şüalanma əmsalı

$$\varepsilon_\nu = C(\gamma) K H^{\frac{\gamma+1}{2}} \nu^{\frac{1-\gamma}{2}} \quad (18.4)$$

düsturu ilə təyin olunur. Burada $C(\gamma)$ – γ -dan asılı sabitdir. K əmsalı da sabit olduğundan (18.4)-ü belə yazmaq olar:

$$\varepsilon_\nu = \text{const} \cdot H^{\frac{\gamma+1}{2}} \nu^{\frac{1-\gamma}{2}}. \quad (18.5)$$

(18.5) düsturundan görürük ki, $\gamma > 1$ olarsa tezlik kiçil-dikcə ε_ν böyüyür; γ -nın ədədi qiyməti müşahidələrdən tapılır. Məlum olur ki, bir sıra kosmik obyektlər üçün həqiqətən $\gamma > 1$ -dir, yəni bu obyektlərin şüalanması sinxrotron mexanizmin nəticəsindədir.

Sinxrotron şüalanmanın əsas xüsusiyyəti onun polyarizə olunmasıdır. Burada şüalanmanın elektrik vektoru maqnit sahəsinə perpendikulyardır.

2. Elektromaqnit dalğalarının relyativist elektronlardan kompton səpilməsi. Foton və elektron toqquşanda onların arasında enerji və impuls mübadiləsi ola bilər. *Bu proses kompton səpilməsi adlanır. Bu mübadilə zamanı elektron enerji əldə edib foton isə enerji itirirsə Kompton effekti baş verir. Bunun əksinə olanda, yəni elektron enerji itirib foton enerji qazanırsa, bu proses tərs kompton effekti adlanır.*

ν_0 -fotonun ilkin tezliyi, E -relyativist elektronun enerjisi olsun. Kompton səpilməsi nəzəriyyəsinə əsasən elektronlardan səpilən fotonun tezliyi

$$\nu = 2\nu_0 \left(\frac{E}{mc^2} \right)^2 \gg \nu_0 \quad (18.6)$$

düsturu ilə təyin olunur.

Beləliklə, relyativist elektronlar kiçik tezlikli şüalanma sahəsində hərəkət edərlərsə, onda kompton səpilməsi nəticəsində mənbə yüksək tezlikli şüalanma mənbəyi ola bilər. Məsələn, sinxrotron radioşüalanma mənbəyi olan obyekt kompton səpilməsi nəticəsində eyni zamanda rentgen və qamma şüalanması mənbəyi ola bilər. Relyativist elektronların enerjiyə görə paylanması (18.3) düsturu ilə təyin olunursa onda kompton şüalanması intensivliyinin tezlikdən asılılığı sinxrotron şüalanmada olduğu kimi $\sim \nu^{(1-\gamma)/2}$ qanunu ilə verilir. Odur ki, bu iki qeyri-istilik şüalanma mexanizmini bir-birindən ayırmaq üçün əlavə müşahidə məlumatları olmalıdır. Burada kompton şüalanması-

nın sinxrotron şüalanmadan fərqli olaraq maqnit sahəsindən asılı olmaması kriteri ola bilər.

Nəhayət, plazmada belə bir qeyri-istilik şüalanma mexanizmi də mövcuddur. Plazmada uzununa dalğalardan biri plazmonlardır. Bunların adı səs dalğalarına bənzərliyi vardır. Bu bənzərlik ondan ibarətdir ki, plazmonlar elektronların sıxlığının plazmada bir yerdə böyük, başqa yerdə kiçik olması nəticəsində yaranır. Lakin həyəcanlanma, səs dalğalarından fərqli olaraq, toqquşma ilə deyil, elektrik sahəsi vektoru dalğanın yayılması istiqamətdə yönəlməklə elektrik sahələrinin qarşılıqlı təsiri ilə yaranır.

Plazmonların relyativist zərrəciklərdən səpilməsi elektromaqnit şüalanmasına səbəb olur.

Bu halda şüalanmanın intensivliyi $\sim v^{-(\gamma+3)/2}$ qanunu ilə baş verir. Bu asılılığın (18.5) asılılığı ilə müqayisəsindən görürük ki, sinxrotron və eləcə də kompton şüalanmasından fərqli olaraq burada tezlikdən asılılıq daha kəskindir. Bu mexanizmdən plazmanın çox qərribə xüsusiyyətə malik olduğu görünür: *plazmada mexaniki rəqslər elektromaqnit şüalanmasına çevrilir.*

III FƏSİL. GÜNƏŞ FİZİKASI

Günəş adi ulduzlardan biridir. Ulduzlara nisbətən Yerə müqayisəsiz yaxın olduğundan onun haqqında biz daha çox məlumata malikik. Günəşi öyrənmək bir neçə baxımdan olduqca əhəmiyyətlidir.

Hər şeydən əvvəl, Günəşsiz planet sistemi, o cümlədən Yer olmazdı. Günəş planetimizi lazımı istilik enerjisi ilə, işıqla təmin edir. Günəşsiz Yerdə canlı varlıq mümkün olmazdı. Günəş şüalanması Yerin atmosferinə, onun maqnit sahəsinə müxtəlif təsirlər göstərir, müxtəlif geofiziki hadisələrə səbəb olur. Yerdə global iqlim şübhəsiz ki, Günəşlə əlaqədardır.

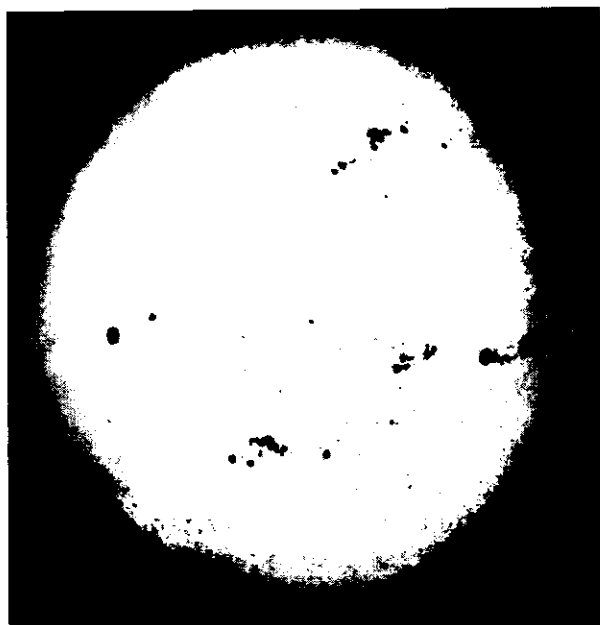
Günəşi öyrənməyin başqa bir əhəmiyyəti onun əvəzsiz laboratoriya olmasıdır. Günəşin tədqiqi atom fizikasının, nüvə fizikasının, hidrodinamikanın, elektrodinamikanın, plazma fizikasının, o cümlədən maqnitohidrodinamikanın inkişafına xeyli kömək edir. Hidrogenin heliuma çevrilməsi ilə nəticələnən istilik-nüvə reaksiyaları ilk dəfə Günəşin timsalında əsaslandırılmışdır. İsti plazmanın uzun müddət saxlanması üçün maqnit sahəsindən istifadə ideyası ilk dəfə Günəşdə baş verən bir sıra proseslərin timsalında diqqəti cəlb etmişdir. Bir sözlə, Günəş fizikasını öyrənməyin fiziki əhəmiyyəti haqqında çox sayda müxtəlif dəlillər mövcuddur.

Nəhayət, Günəş Yerə ən yaxın ulduz olduğundan ulduzlar üçün ümumi olan cəhətləri Günəşdə daha mükəmməl öyrənmək olur. Burada alınan nəticələrdən başqa ulduzlar üçün etalon kimi istifadə olunur. Ulduzlarda baş verən bir sıra proseslərin Günəşdəkilərə bənzərliyi və hətta analoqu aşkar edilir. Bu cəhət, ulduzların tədqiqini xeyli dərəcədə asanlaşdırır və belə tədqiqatlar zamanı alınan nəticələri dəqiqləşdirməyə və ümumiləşdirməyə imkan verir.

§19. Günəşin əsas xarakteristikaları

Vizual şüalarda Günəş kəskin kənara malik dairəvi disk şəklində görünür. Teleskop vasitəsi ilə Günəşin xəyalını ağ ekrana proyeksiyalasaq, yaxud fotoqrafiyasını alsaq, görürük ki,

onun parlaqlığı diskin mərkəzindən kənarlarına doğru azacıq aramla zəifləyir (şəkil 24). Bu zəifləmə optik oblastda dalğa uzunluğu kiçildikcə böyüyür və ultrabənövşəyi şüalarda daha güclüdür. Günəşin (eləcə də başqa ulduzların) müşahidə olunan parlaqlığı onun fotosfer adlanan atmosfer qatından çıxan kəsil-məz spektrdəki şüalanma hesabınadır. Elə "fotosfer" sözünün özü yunanca "ışığı sferası" deməkdir. Beləliklə, vizual şüalarda, yaxud adi teleskopda görünən Günəş fotosferidir. Günəş fotosferində tutqun detallar müşahidə olunur. Bunlar Günəş ləkələri adlanır. Fotosferin üzərində həmişə düyü dənələrinə bənzər parlaq detallar da görünür. Bunlara qranullar deyilir. Hər bir qranulun xətti ölçüsü bir neçə yüz kilometr, yaşama müddəti bir neçə dəqiqə olur. Halbuki, elə Günəş ləkələri vardır ki, onların xətti ölçüsü 100000 *km*-ə çatır, yaşama müddəti isə bir neçə ay ola bilər. Ölçüsü bir neçə min kilometr, yaşama müddəti bir neçə saat olan ləkələr də müşahidə olunur.



Şəkil 24. Günəşin vizual şüalarda fotoqrafiyası. Şəkilə ləkələr və diskin kənarına doğru parlaqlığın zəifləməsi görünür.

Günəş fotosferindən üstdə Günəş atmosferinin daha iki qatı yerləşir. Fotosferdən üstdəki atmosfer qatı xromosfer (rəngli sfera) adlanır, onun hündürlüyü bir neçə min kilometrdir. Xromosferdən üstdə milyonlarla kilometr davam edən tac qatı yerləşir. Xromosferin parlaqlığı yüz dəfələrlə, tacınkı isə milyon dəfələrlə fotosferinkindən zəifdir. Məhz bu səbəbdən Günəş atmosferinin üst qatları parlaq fotosfer fonunda görünür. Bu qatlar ancaq tam günəş tutulması zamanı, yaxud xüsusi teleskoplar vasitəsilə müşahidə olunur (bax §1.4).

Günəşin bucaq ölçüsü və radiusu onun fotosfer qatına aiddir. Günəşlə Yer arasındakı orta məsafədə, yəni bir astronomik vahid məsafədə ($1 \text{ a.v.} = 149,6 \cdot 10^6 \text{ km}$ olduğunu bilirik) Günəşin görünən bucaq radiusu $16'$ -dir. Odur ki, Günəşin xətti radiusu $R = 696000 \text{ km}$ -dir.

Yerin orta radiusu 6371 km -dir. Odur ki, Günəşin radiusu Yerinkindən ~ 109 dəfə böyükdür. Bilirik ki, Günəşin kütləsi Yerinkindən 333.000 dəfə böyükdür. Yerin kütləsi $5,98 \cdot 10^{24} \text{ kq}$ olduğundan Günəşin kütləsi $m_{\odot} = 1,99 \cdot 10^{30} \text{ kq} \cong 2 \cdot 10^{30} \text{ kq}$ -dir. Günəşi küre qəbul edərək onun məlum radiusuna görə həcmi üçün $V_{\odot} = 1,4 \cdot 10^{33} \text{ sm}^3$ alarıq. Günəşin məlum kütlə və həcminə əsasən onun orta sıxlığı $\rho_{\odot} = 1,41 \text{ q/sm}^3$ -dur. Günəşin səthində ağırlıq qüvvəsinin təcili $g_{\odot} = G \cdot m_{\odot} / R_{\odot}^2 = 274 \text{ m/san}^2 = 2,74 \cdot 10^4 \text{ sm/san}^2$ -dir, yəni Yerin səthində sərbəstdüşmə təcilindən 28 dəfə böyükdür. Günəş üçün parabolik sürət $v_{\odot} = \sqrt{2Gm_{\odot}/R_{\odot}} = 618 \text{ km/san}$ -dir, yəni Yerdəkindən 56 dəfə böyükdür. Günəşdən püskürülən yüklü zərrəciklərin və atılan qaz kütlələrinin sürətinin onun parabolik sürətindən böyük olması adi haldır. Odur ki, bunların Günəşi tərk edərək planetlərarası fəzaya yayılması, o cümlədən, bir qisminin Yerətrafi fəzaya nüfuz etməsi də adi hadisədir.

Günəşin yuxarıda verilən parametrləri ilə yanaşı işıqlığını dəqiq bilməyin böyük əhəmiyyəti vardır (ulduzların və başqa bir sıra obyektlerin işıqlığı Günəş işıqlığı vahidləri ilə verilir.) Hər bir Kainat obyektinin, o cümlədən Günəşin işıqlığı, onun 1 saniyədə bütün istiqamətlərdə şüalandırdığı enerjinin miqdarı-

dır. Günəşin işıqlığı Günəş sabiti adlanan kəmiyyət vasitəsilə təyin olunur. Günəş sabiti, Yer atmosferindən üstə bir astronomik vahid məsafədə 1 sm^2 səthə perpendikulyar istiqamətdə düşən Günəş şüalanması enerjisinin miqdarıdır. Günəş sabiti XX əsrin əvvəllərindən məşhur alimlər tərəfindən dəfələrlə qiymətləndirilmiş və dəqiqləşdirilmişdir. Yerin süni peyklərində qoyulmuş xüsusi cihazlar vasitəsilə günəş sabitinin qiyməti bir daha dəqiqləşdirilmişdir. Günəş sabitinin qiyməti

$$E = 1,96 \frac{\text{kcalori}}{\text{sm}^2 \text{ daqiqə}} = \frac{1,37 \cdot 10^6 \text{ erq}}{\text{sm}^2 \cdot \text{san}} = \frac{1370 \text{ Vt}}{\text{m}^2} \quad (19.1)$$

hesab edilir. Süni peyklərdə aparılan ölçmələr göstərir ki, günəş sabiti 1% - dən kiçik amplitud ilə dəyişir. Günəş sabitinin təyin xətası 0,01%-ə endiriləndən sonra bu kəmiyyətin dəyişməsinin reallığı və təbiəti aydınlaşacaqdır. Bunun çox böyük tətbiqi əhəmiyyəti vardır. Çünki Yerin iqliminin keçmişdə dəyişməsi və onun gələcəkdə necə olacağı problemi xeyli dərəcədə Günəşin şüalanma gücündən asılıdır. Günəş sabitinin ədədi qiymətinin dəyişməsi probleminin tədqiqi Günəşin özündə gedən global dəyişiklikləri öyrənmək üçün də çox vacibdir. Günəş sabitinin (19.1) qiymətini Yerlə Günəş arasındakı $a = 149,6 \cdot 10^{11} \text{ sm}$ orta məsafə radiuslu sferanın səthinə vurmaqla Günəşin L_{\odot} işıqlığını, yəni onun bütün istiqamətlərdə 1 saniyədə şüalandırdığı enerjinin miqdarını tapırıq:

$$L_{\odot} = E \cdot 4\pi a^2 = 3,85 \cdot 10^{33} \frac{\text{erq}}{\text{san}} = 3,85 \cdot 10^{26} \text{ Vt} . \quad (19.2)$$

Günəşin işıqlığı (19.2) və məlum radiusuna əsasən Günəşin vahid səthinin vahid zamanda şüalandırdığı \mathcal{E} enerjisi üçün, yəni Günəşin şüalanma seli üçün

$$\mathcal{E} = \frac{L_{\odot}}{4\pi R_{\odot}^2} = 6,37 \cdot 10^7 \frac{\text{Vt}}{\text{m}^2} \quad (19.3)$$

alırıq.

Günəş enerjisinin Yerin payına düşən qismi

$$\mathcal{E} = \frac{\pi R_{\oplus}^2}{4\pi a^2} = \frac{1}{4} \left(\frac{R_{\oplus}}{a} \right)^2 = \frac{1}{2,2 \cdot 10^9} \quad (19.4)$$

olar; burada $R_{\odot} = 6371 \text{ km}$ Yerin orta radiusudur, a –Yerlə Günəş arasındakı orta məsafədir. (19.4)-dən görürük ki, Günəşin tam şüalanmasının iki milyarddan da az bir qismi Yerə payına düşür.

Günəşin effektiv temperaturunun $T_{\text{eff}} = 5785 \text{ K}$ olduğunu bilirik. Bu, məlum \mathcal{E}_{\odot} -ə əsasən $\mathcal{E}_{\odot} = \sigma T_{\text{eff}}^4$ -Stefan-Bolsman qanunundan tapılır.

Günəş ləkələrinin müşahidələrindən görünür ki, onlar Günəş diskinin şərq kənarından qərb kənarına doğru, yəni soldan sağa yerlərini dəyişir. Bu o deməkdir ki, Günəş Yerə dolanması istiqamətində, yəni ekliptikanın şimal qütbündəki xəyalı müşahidəçiyə görə saat əqrəbinin əksi istiqamətdə fırlanır. Hər bir fırlanan cismin müəyyən fırlanma oxu olduğu kimi Günəşin də fırlanma oxu vardır. Bu oxun uzantısının Günəş səthini kəsdiyi nöqtələr Günəşin qütbləri adlanır. Günəşin mərkəzindən keçməklə fırlanma oxuna perpendikulyar olan dairə Günəş ekvatoru adlanır. Günəş ekvatorundan olan bucaq məsafəsi helioqrafik enlik adlanır. Günəş ekvatoru ekliptika ilə $i = 7^{\circ}15'$ bucaq əmələ gətirir. Bu səbəbdən Yerə Günəş ətrafında dolanması nəticəsində ləkələrin görünən yolları il ərzində dəyişir: dekabr və iyunda ləkələrin yerdəyişməsi düzxətli, yazda qabarıq tərəfi şimala, payızda isə cənuba yönələn qövslər üzrə olur. Minlərlə ləkənin müşahidələrindən alınan başqa bir nəticə də odur ki, Günəş bərk cism kimi fırlanmır. Günəşin ω fırlanma bucaq sürəti (onun bir sutkada dönməsi) helioqrafik enlikdən asılıdır:


$$\omega = 14^{\circ}, 4 - 2^{\circ}, 7 \sin b. \quad (19.5)$$

Burada b -helioqrafik enlikdir. (19.5)-dən görürük ki, bucaq sürəti Günəşin ekvatorundan qütblərinə doğru müəyyən qanunla kiçilir. Günəşin ekvatorunda $b = 0^{\circ}$ olduğundan $\omega = 14^{\circ}, 4$ /sutka alırıq; buradan Günəşin ekvatorunda tam fırlanma periodu üçün $\frac{360^{\circ}}{14^{\circ}, 4/\text{sutka}} = 25$ sutka alınır. Günəşin qütblərində $b = \pm 90^{\circ}$ olduğundan (19.5)-ə əsasən $\omega = 11^{\circ}, 7$ /sutka olur; bura-

dan Günəşin qütbləri rayonunda tam fırlanma dövrü üçün

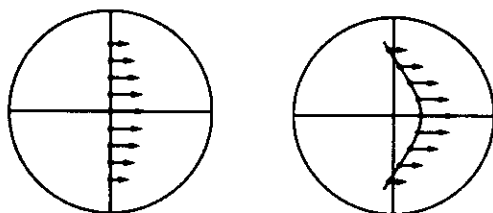
$$\frac{360^\circ}{11^\circ,7/sutka} \cong 30sutka$$

alınır. Beləliklə, Günəşin fırlanma dövrü

onun ekvatorundan qütblərinə doğru 25 sutkadan 30 sutkaya qədər dəyişir. Günəşin bu fırlanma dövrü onun siderik fırlanma periodu adlanır. Yer Günəşin ətrafında Günəşin fırlanması istiqamətində dolandığından Günəşin fırlanma periodu Yerdəki müşahidəçiyə görə zun olmalıdır. Bu, Günəşin sinodik fırlanma periodu adlanır. Günəşin ekvatorunda bu period 27 sutkaya, qütb rayonlarında 32 sutkaya bərabərdir. Günəş bərk cisim kimi fırlanmadığından onun qütblərindən keçən dairələr, yəni helioqrafik meridianlar müxtəlif helioqrafik enliklər üçün müxtəlif olmalıdır. Şerti olaraq qəbul edilmişdir ki, Günəşin meridianları $\pm 16^\circ$ helioqrafik enliklərə malik nöqtələrdən keçir. Bu nöqtələrdə Günəşin siderik fırlanma periodu 25-38 sutka, sinodik fırlanma periodu isə 27-28 sutkadır. Günəş nöqtəsinin helioqrafik uzunluğu müəyyən vaxt anı və nöqtəyə bağlı başlanğıc meridianından hesablanır. Şerti olaraq 1854-cü il yanvarın 1-də Qrinviç meridianında orta günorta anında günəş ekvatorunun ekliptika ilə kəsişdiyi nöqtədən keçən meridian başlanğıc meridian hesab edilir.

Günəş ləkələri ekvatorunda təqribən $\pm 40^\circ$ -yə qədər enlikdə müşahidə olunur. Yuxarı helioqrafik enliklərdə ləkə olmadığından bu enliklərdə Günəşin fırlanması və ümumiyyətlə, Günəşin fırlanmasındakı incəliklər onun spektral xətlərinin Dopler sürüşməsinə əsasən tədqiq olunur.

25-ci şəkildə Günəşin fırlanma sxemi göstərilmişdir. Soldakı şəkildə ləkələr mərkəzi meridian boyu düzülüşlər: sağdakı şəkildə isə Günəşin bir dəfə tam fırlanmasından sonra ləkələrin vəziyyəti göstərilmişdir. Bu iki şəklın müqayisəsindən Günəşin bərk cisim kimi fırlanmadığı və onun fırlanma bucaq sürətinin helioqrafik enlikdən asılı olduğu keyfiyyətə əyani görünür.



Şəkil 25. Günəşin fırlanması sxemi: Solda ləkələr mərkəzi meridian üzrə düzülüşlər; sağda Günəşin tam fırlanmasından sonra ləkələrin düzülüşü göstərilmişdir (üfüqi xətt günəş ekvatorununun şəkil müstəvisi ilə kəsişməsidir).

§20. Günəşin spektri, Günəş spektrində enerjinin paylanması, Günəşin kimyəvi tərkibi

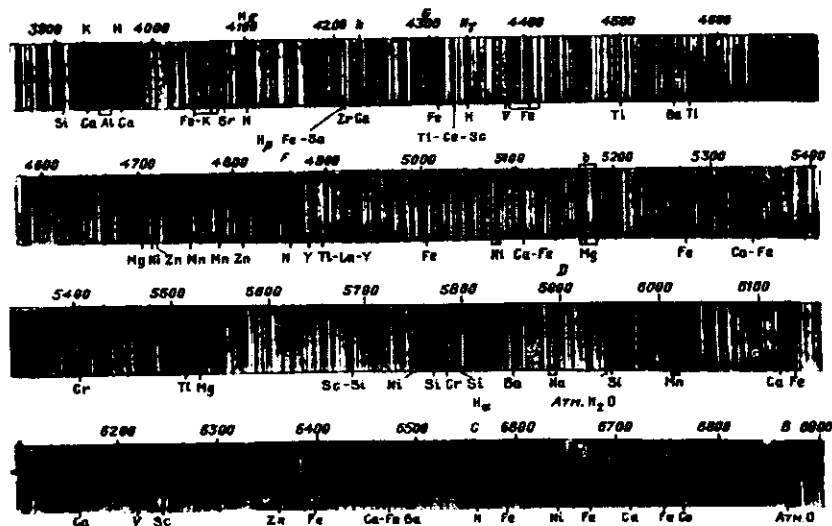
Təqribən 1900 Å -dən infraqırmızı oblastadək Günəşin optik spektri çox intensiv kəsilməz şüalanmadan və bu kəsilməz spektr fonunda on mindən artıq ensiz və tutqun udulma xətlərindən ibarətdir. 26-cı şəkildə görünən oblastda Günəşin spektri göstərilmişdir. Günəşin spektrindəki udulma xətləri 1814-cü ildə ilk dəfə onları müşahidə edən Avstriya fiziki Fraunhoferin şərafinə fraunhofer xətləri adlanır.

Təqribən 2000 Å -dən qısa dalğalara tərəf günəş spektri keyfiyyətcə dəyişir: kəsilməz spektrin intensivliyi sürətlə zəifləyir və təqribən 1900 Å -dən qısa dalğalara tərəf fraunhofer xətlərini minlərlə emissiya xətləri (parlaq xətlər) əvəz edir. 27-ci şəkildə uzaq ultrabənövşəyi oblastda Günəşin spektri göstərilmişdir. Əlbəttə, Günəşin spektrinin uzaq ultrabənövşəyi oblastı və həmçinin rentgen və qamma şüalanmaları atmosferdən-kənar astronomiya üsulları ilə müşahidə olunur.

Günəş spektrinin $\lambda \leq 15 \text{ mkm}$ infraqırmızı oblastı yer atmosferinin əsasən su buxarına, qismən də oksigen molekulları və karbon qazına məxsus udulma zolaqları ilə zəngindir. Bu zolaqların arasındakı "açıq pəncərələr"-dən Günəşin infraqırmızı spektri ($\lambda \leq 15 \text{ mkm}$ -də) Yerdən müşahidə olunur. $\lambda > 15 \text{ mkm}$ dalğalarda infraqırmızı günəş şüalanması yer atmosferinin yuxarıda adlarını çəkdiyimiz molekulları tərəfindən tamamilə udulur. Odur

ki, $\lambda = 15 \text{ mkm}$ -dən 1 mm -ə qədər diapazonda Günəşin spektri, balon astronomiyası və ya atmosferdənkanar astronomiya üsulları ilə alınır.

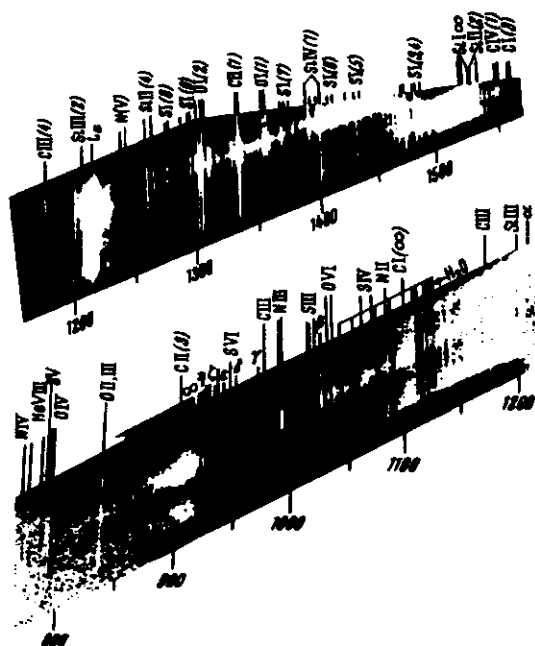
Bilirik ki, $(1 \div 4,5)$ və 8 mm dalğalarda və $1 \text{ sm} - 20 \text{ m}$ diapazonda Günəşin radioşüalanması da müşahidə olunur.



Şəkil 26. Günəşin görünən oblastda spektri.

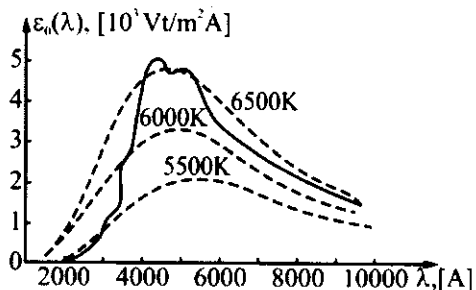
Beləliklə, Yerdən və onun atmosferindən xaricdə aparılan müşahidələrdən məlum olur ki, Günəş, elektromaqnit dalğalarının bütün diapazonlarında şüalanma mənbəyidir.

Günəşin kəsilməz spektrində enerjinin bir qismi fraunhofer xətlərində udulur. Bu udulma əsasən fotosferdə, qismən də xromosferdə olur. Fraunhofer xətlərinin sayı qısa dalğalara tərəf çoxalır. $\lambda < 0,45 \text{ mkm}$ -də bu xətlər hesabına udulma güclənir və $\lambda < 0,3 \text{ mkm}$ -də fraunhofer xətlərinin sayı o qədər çox olur ki, kəsilməz spektrin bu oblastdakı enerjisinin yarısından çoxu həmin xətlərdə udulur. Nəticədə uzaq ultrabənövşəyi oblastda Günəşin şüalanması, temperaturu 5785 K olan mütləq qara cismin şüalanmasından xeyli zəif olur, yəni uzaq ultrabənövşəyi oblastda Günəşin kəsilməz spektrindəki enerjisinə uyğun temperatur onun effektiv temperaturundan xeyli kiçik olur.



Şəkil 27. Günəşin uzaq ultrabənövşəyi oblastda spektri.

Şəkil 28-də müxtəlif temperatura uyğun Plank ayriləri ilə birlikdə Günəş diski mərkəzinin vahid səthinin kəsilməz spektrdə şüalandırdığı enerjinin dalğa uzunluğundan asılılıq əyrisi verilmişdir.



Şəkil 28. Günəş diski mərkəzinin optik spektrində enerjinin paylanması (bütöv xətt) və müxtəlif temperaturlarda Plank ayriləri (qırıq xətt) (intensivlik 10^3 Vt vahidləri ilə verilmişdir).

Cədvəl 6-da Günəşin iki dalğa uzunluğunda, Vin temperaturu, effektiv temperaturu, müxtəlif dalğa uzunluqlarında parlaqlıq (şüalanma) temperaturu və nəhayət, müxtəlif dalğa uzunluqları intervalında rəng temperaturu verilmişdir.

Cədvəldən göründüyü kimi, müxtəlif metodlarla tapılan temperaturlar qiymətə bir-birindən ciddi fərqlənir.

Bu fərqi dərini fiziki mənası vardır. Başqa sözlə, bu fərq bizi aşağıdakı nəticələrə qədirir:

1. Günəşin şüalanması mütləq qara cismin şüalanmasından fərqlənir (əks halda, müxtəlif üsullarla tapılan temperaturlar eyni olardı).

Cədvəl 6

Günəşin xarici qatlarının müxtəlif metodlarla tapılmış temperaturları

Metod	Nəticə (K-lə)	Temperaturu xarakterizə edən parametrin adı
Maksimum şüalanmaya uyğun dalğa uzunluğuna görə (Vin qanununa əsasən).		
$\lambda_{\max}=4700 \text{ \AA}$	6150	Vin temperaturu
$\lambda_{\max}=4300 \text{ \AA}$	6750	-
Tam şüalanma selinə görə (stefan-Bolsman qanununa əsasən)	5785	Effektiv temperatur
Monoxromatik şüalanma intensivliyinə görə (Plankın şüalanma düsturuna əsasən)		Plank (parlaqlıq) temperaturu
1000 \AA	4500	-
2500 \AA	5000	-
5500 \AA	6400	-
1 m	10^6	-
Enerjinin nisbi paylanmasına görə		Rəng temperaturu
$4700-5400 \text{ \AA}$	6500	-
$4300-4700 \text{ \AA}$	8000	-

2. Günəşin müxtəlif qatlarının temperaturu müxtəlifdir. Günəş çox sti qazlardan ibarət olduğundan onun qeyri-şəffaflığı dalğa uzunluğundan ciddi asılıdır: ultrabənövşəyi dalğalarda günəş fotosferi az şəffafdır nəinki görünən şüalarda, radiodalğalarda isə Günəş fotosferi tam qeyri-şəffafdır. Şəffaflığın dalğa uzunluğundan belə asılı olması o deməkdir ki, ultrabənövşəyi dalğalardan görünən dalğalara doğru şüalanma daha dərini foto-

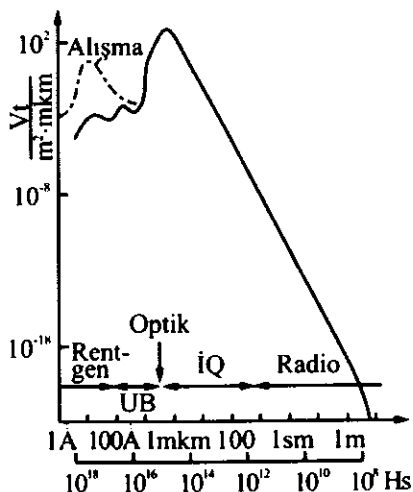
sfer qatından çıxır; radiodalğalar oblastında isə şüalanma ancaq fotosferdən üstdəki atmosfer qatlarından çıxır, özü də dalğa uzunluğu böyüdükcə bu şüalar daha üst atmosfer qatlarından çıxır. 6-cı cədvəldən görürük ki, fotosferin müəyyən qatında temperatur minimum olmalıdır və uzaq ultrabənövşəyi dalğalarda Günəşin şüalanması bu qata uyğundur. Bu qatdan həm aşağı, həm də yuxarıya doğru temperatur sürətlə böyüyür.

3. 5000-6000K-də bir çox metal atomları, 10-15 min Kelvində isə əsas element olan hidrogen atomları ionlaşdığından Günəşdə temperatur rejiminə görə deyə bilirük ki, günəş maddəsi əsasən ionlaşmış haldadır. Yalnız temperatur minimumu ətrafında çox nazik atmosfer qatında (~100km qalınlıqlı qatda) hidrogen demək olar ki, tam neytral haldadır. Beləliklə, Günəş bütövlükdə yüksək dərəcədə ionlaşmış plazma halındadır.

6-cı cədvəldən və onun şərhindən aydındır ki, temperaturu xarakterizə edən hər bir parametrlə fiziki mənası olan real kəmiyyətdir, yəni bu parametrlərin hər biri müəyyən qatın real temperaturudur və bu temperatura malik atmosfer qatındakı fiziki şəraitə uyğundur. Məsələn, 4500K, Günəşin səthinə yaxın qatda fotosferin temperaturudur, radiodiapazonda ($\lambda = 1$ m dalğada) parlaqlıq temperaturu Günəş atmosferinin üst qatında (tacında) mövcud olan fiziki şəraitə uyğun temperaturdur (bu, həmin qatda elektron və ya parlaqlıq temperaturudur).

Optik və infraqırmızı diapazonda kəsilməz şüalanmanın əsas hissəsi orta temperaturu Günəşin effektiv temperaturuna yaxın olan fotosfer qatından çıxır; kiçik temperaturlu oblastlarda şüalanma isə fotosferin üst qatına və xromosferin ora qonşu qatına aiddir; radioşüalanma və rentgen şüalanmasının əsas hissəsi orta temperaturu ~10⁶K olan tac qatlarına aiddir. Biz müvafiq paraqrafda fotosferdən bəhs edərkən temperaturun dərinlikdən asılı olaraq paylanması məsələsinə bir də nəzər salacağıq.

29-cu şəkildə rentgen şüalanmadan radiodiapazonadək çox geniş oblastda *Günəşin kəsilməz spektrində enerjini paylaşması* verilmişdir; burada qırıq xətlə günəş alışması zamanı onun şüalanmasının gücləndiyi təsvir olunur; bu şəkillə İQ-infraqırmızı, UB-ultrabənövşəyi diapazonları göstərir.



Şəkil 29. Günəş spektrində enerjinin paylanması; Qırıq xətlə Günəş alışması zamanı rentgen və uzaq ultrabənövşəyi oblastlarda şüalanmanın gücləndiyi təsvir olunmuşdur: UB ultrabənövşəyi, İQ-infraqırmızıdır.

Şəkildən görünür ki, günəş alışması zamanı əsasən rentgen diapazonda şüalanma on, hətta yüz dəfələrlə güclənir; bu zaman uzaq ultrabənövşəyi oblastda da az da olsa güclənmə vardır; uzaq ultrabənövşəyi və rentgen diapazonlarda Günəşin şüalanmasının dalğa uzunluğundan asılılığı monoton xarakter daşır: dalğa uzunluğu böyüdükcə şüalanma kiçik amplitud ilə gah azalır, gah da çoxalır.

Günəşin radiodiapazonda şüalanma intensivliyi də dəyişir və bu dəyişmə dalğa uzunluğu böyüdükcə güclənir. Günəşin optik şüalanmasında belə aşkar dəyişənlik praktiki olaraq müşahidə olunmur və ilk yaxınlaşmada bu şüalanmanın intensivliyi sabit qəbul edilir.

Hazırda Günəşin spektral xətlərinin təhlilinə əsasən Mendeleev cədvəlindəki elementlərdən 72-si Günəşdə aşkar edilmişdir. Günəş spektrinin optik oblastında ən intensiv xətlər bir dəfə ionlaşmış kalsiumun Fraunhofer tərəfindən *H* və *K* hərfləri ilə işarələnmiş udulma xətləridir (bu xətlərin dalğa uzunluqları

uyğun olaraq 3968 \AA və 3934 \AA -dir). İntensivliklərinə görə optik oblastda növbəti yeri hidrogenin Balmer seriyasının H_α , H_β və H_γ xətləri tutur (bu xətlərin dalğa uzunluqları uyğun olaraq 6563 \AA , 4861 \AA və 4340 \AA -dir). İntensivliklərinə görə növbəti yeri natrium, maqnezium, dəmir, titan və başqa metalların neytral atomlarının Fraunhofer xətləri tuturlar. Dedik ki, $\lambda < 1900 \text{ \AA}$ dalğalarda Günəşin spektrində minlərlə parlaq emissiya xətləri vardır. Bunlardan ən parlağı hidrogenin Layman seriyasının baş xətti olan Layman α (L_α) xəttidir ($\lambda 1216 \text{ \AA}$). Bu seriyanın L_β xətti də intensivdir. Spektrin bu oblastında neytral heliumun 584 \AA və ionlaşmış heliumun 304 \AA xətləri də güclü parlaq xətlərdəndir. Uzaq ultrabənövşəyi oblastda FeX-FeXIV və yüksək dərəcədə ionlaşmış başqa elementlərin atomlarına məxsus nisbətən parlaq xətlər vardır.

Uzaq ultrabənövşəyi və rentgen oblastlarda günəş spektri haqqında günəş xromosferi və tacından danışanda bəhs edəcəyik.

Günəşin spektrində spektral xətlərin təhlili göstərir ki, Günəşin kütləsinin təqribən 70%-ni hidrogen, 29%-nə yaxınıni helium və 1%-dən azacıq çoxunu Günəşdəki qalan 70 kimyəvi element təşkil edir.

§21. Günəşin daxili quruluşu

Günəşin səthini bilavasitə, ondan üstdəki qatları tam Günəş tutulması zamanı, ya da xüsusi teleskoplarda müşahidə edə bildiyimiz halda, səthindən altdakı qatları, yəni daxili qatları müşahidə edə bilmirik; daxili qatlar qara qatran kimi qeyrişəffafdır – bu qatlardan şüalanma bilavasitə xaricə çıxmır. Günəşin tək müşahidə olunmadığından daxili quruluşu onun atmosfer qatında müşahidə olunan müəyyən dəlillərə əsaslanaraq nəzəri öyrənilir. Bunun üçün hər şeydən əvvəl Günəş fotosferindən altda – konvektik zona adlanan qatlarda baş verən hidrodinamik və maqnitohidrodinamik proseslərin təzahürü kimi

onun atmosfer qatlarında yaranan müxtəlif rəqs və dalğaların aşkara çıxarılması və tədqiqinə xüsusi fikir verilir. Bu rəqs və dalğalara Yerdə baş verən zəlzələlər zamanı yayılan seysmik dalğalara analoji hadisələr kimi baxmaq olar. Odur ki, Günəşdə rəqs və dalğaların aşkara çıxarılması və öyrənilməsindən bəhs edən yeni sahə – helioseysmologiya yaranmış və indi bu sahə sürətlə inkişaf edir. Helioseysmoloji tədqiqatlar Günəşin daxili quruluşu, hətta nüvəsi haqda maraqlı nəticələrə gətirməlidir. Bu tədqiqatlarda Günəş atmosferində fiziki parametrlərin dərinlikdən asılı olaraq dəyişməsi qanunlarının Günəşin mərkəzinə doğru ekstrapolyasiyasından da istifadə olunur. Bu zaman Günəşin kütləsi, radiusu, işıqlığı, kimyəvi tərkibi və fırlanması nəzərə alınır.

Günəşin daxili quruluşunu öyrənərkən onun enerji mənbəyini müəyyən etmək çox vacib olmuşdur. Günəşin yaşını bilmək onun enerji mənbəyini müəyyən etməyə kömək edən şərtidir, çünki hər bir enerji mənbəyinin müəyyən fəaliyyət müddəti vardır. Odur ki, əvvəlcə geoloji məlumatlara əsasən Günəşin yaşını qiymətləndirmişlər. Yerdə çöküntü süxurlarının tərkibindəki sadə mikroorqanizmlərin təhlili göstərir ki, bunların yaşı 3 milyard ilə yaxındır. Qədim yer süxurlarının kimyəvi tərkibi haqqında geoloji məlumatlar və ay süxurlarının kimyəvi tərkibi və quruluşunun təhlili göstərir ki, Günəş sistemi təqribən 4,5-5 milyard il bundan əvvəl yaranmışdır. Beləliklə, Günəş təqribən 5 milyard ildir ki, mövcuddur və son 3 milyard il müddətində onun işıqlığı güman ki, ilk yaxınlaşmada sabit qalmışdır. Günəşin işıqlığı

$$L_{\odot} = 3,85 \cdot 10^{33} \frac{erq}{san} = 3,85 \cdot 10^{26} Vt$$

olduğundan, onun $t = 3 \cdot 10^9 il \cong 10^{17} san$ müddətində kosmik fəzaya şüalandırdığı enerji $E_{\odot} = L_{\odot} \cdot t = 4 \cdot 10^{43} C$ -a ekvivalentdir. Günəşin kütləsi $m_{\odot} = 2 \cdot 10^{30} kq$ olduğundan onun hər kilogramına $E_{\odot}/m_{\odot} = 2 \cdot 10^{13} C/kq$ enerji ayrılması uyğun gəlir. Bu, Günəş maddəsinin kalorilik dərəcəsidir. Bunu müxtəlif istilik mənbələri ilə müqayisə edək.

1) Kimyəvi yanacaqların içərisində ən kalorilisi partlayıcı maddələrdir. Ən güclü partlayıcı maddənin bir kiloqramına düşən enerji 10^7 C-a ekvivalentdir. Buradan aydındır ki, ən effektiv kimyəvi yanacaq belə Günəşin enerji mənbəyi ola bilməz, belə mənbə cəmi $t = \frac{m_{\odot}}{L_{\odot}} \cdot 10^7 \cong 5 \cdot 10^{10} \text{ san} \cong 1600 \text{ il}$

müddətində yanıb tükənərdi.

2) XIX əsrdə güman edirdilər ki, Günəşin enerji mənbəyi onun qravitasiya enerjisidir. Məlumdur ki, qazlardan ibarət kürə sıxılıanda qızır və istilik enerjisini şüalandırır. Əgər Günəşin mənşəyi qazların qravitasiya sıxılması olsaydı, onda belə sıxılma enerji ayrılması ilə nəticələnməliydi. Bu enerjiyə qravitasiya enerjisi deyilir (yaxud potensial enerji deyilir). Qravitasiya enerjisi $E = 3Gm^2/2R$ düsturu ilə təyin edilir. Bu enerjinin yarısı şüalanmaya, qalan yarısı isə ulduzun temperaturunun yüksəlməsinə sərf olunur. Beləliklə, Günəşin qravitasiya enerjisi tərtibcə $Gm_{\odot}^3/R \approx 4 \cdot 10^{41}$ C-a ekvivalentdir. Bu isə Günəşin 3 milyard ildə şüalandırdığı enerjiden 100 dəfə kiçikdir. Deməli, Günəşin qravitasiya enerjisi də onun uzunmüddətli şüalanma mənbəyi ola bilməz.

3) 1938-ci ildə alman fiziki Bete göstərdi ki, Günəşin enerji mənbəyi onun nüvəsində hidrogenin heliuma çevrilməsi ilə nəticələnən istilik-nüvə reaksiyalarıdır. Bu məsələ §15.2-də müfəssəl şərh olunmuşdur. Buraya onu əlavə etmək lazımdır ki, hidrogenin heliuma çevrilməsi ilə bağlı olan istilik-nüvə reaksiyaları nəticəsində dörd proton bir helium nüvəsinə çevrilərkən $4 \cdot 10^{-12}$ C enerji ayrıldığından, bir kiloqram hidrogenin "yanması" nəticəsində

$$\frac{10^3}{1,67 \cdot 10^{-24} \cdot 4} \times 4 \cdot 10^{-12} \approx 6 \cdot 10^{14} \text{ C}$$

enerji ayrılır. Beləliklə, əgər Günəş ilk vaxtlar ancaq hidrogen-dən ibarət olsaydı və həmişə indiki temple şüalansaydı (elə indiki işıqlığa malik olsaydı), onun hidrogen yanacağı~100 milyard il kifayət edərdi.

Lakin kitabın sonundakı "Qaynar Kainat modeli" paraqrafında görəcəyik ki, Kainatın genişlənməsinin ilk 100 saniyəsinə onun kütləsinin 25 %-i heliumdan, 75%-i hidrogəndən ibarət olmuşdur.

Müasir mülahizələrə görə, istilik-nüvə reaksiyaları Günəşin, eləcə də başqa əksər ulduzların enerji mənbəyidir. Lakin temperaturdan asılı olaraq bu reaksiyaların növləri müxtəlif ulduzlar üçün müxtəlif olur (bax: §15.2).

Cədvəl 7

Günəşin daxili quruluş modeli

Mərkəzdən olan məsafə, R/R_{\odot}	Temperatur T (K)	Təzyiq P (Pa)	Sıxlıq ρ (q/sm^3)
0	$1,5 \cdot 10^7$	$2,2 \cdot 10^{16}$	150
0,2	10^7	$4,6 \cdot 10^{15}$	36
0,5	$3,4 \cdot 10^6$	$6,1 \cdot 10^{13}$	1,3
0,8	$1,3 \cdot 10^6$	$6,2 \cdot 10^{11}$	0,035
0,98	10^5	10^9	0,001

İstilik nüvə reaksiyalarının getməsi üçün $T \geq 5 \cdot 10^6$ K, $P \geq 10^{14}$ Pa olmalıdır. Cədvəl 7-yə əsasən demək olar ki, $(0,2-0,3)R_{\odot}$ radiuslu Günəş nüvəsində istilik nüvə reaksiyalarının getməsi üçün tam şərait vardır. Əlbəttə, ən intensiv reaksiya Günəşin mərkəzinə yaxın qatlarda getməlidir. Karbon-azot reaksiyaları məhz burada baş verə bilər. Proton-proton reaksiyaları isə nüvənin sərhədinə doğru zəifləməklə effektiv mənbə rolu oynayır (bax: §15.2). Günəşin mərkəzi ətrafında $(0,2-0,3)R_{\odot}$ radiuslu nüvədə hasil olan istilik-nüvə enerjisi iki yolla oradan çıxır – neytrino seli və γ şüalanma ilə.

Əvvəlcə neytrino selinə baxaq. §16.2-də gördük ki, 4 protonun bir helium nüvəsinə sintezi nəticəsində ayrılan enerji $\Delta E = 4,3 \cdot 10^{-5}$ erq-dir. Günəşin işıqlığı isə $L_{\odot} = 3,85 \cdot 10^{33}$ erq/san-dir. Odur ki, hər saniyə Günəşin mərkəzi hissəsində $L_{\odot}/\Delta E = 10^{38}$ helium nüvəsi əmələ gəlir. Hər bir zərrəcik əmələ gələndə iki neytrino yarandığından bir saniyədə Günəşin nüvəsində yaranan neytrinoların sayı $2 \cdot 10^{38}$ olmalıdır. Günəş nüvə-

sində sıxlığı $\rho \approx 100q/sm^3$, Günəş plazmasını isə bütünlüklə hidrogendən ibarət hesab etsək, zərrəciklərin konsentrasiyası üçün $n = \rho/m_H \approx 10^{26} sm^{-3}$ alarıq. Onda hər bir atoma (eləcə də neytrinoya) düşən həcm $1/n = 10^{-26} sm^3$ olar.

Zərrəciklərin hər birinin sürətinin v^* , en kəsinin isə udma əmsalı tərtibdə olduğunu qəbul edək. Onda zərrəciyin $1/n sm^3$ həcmi keçmə müddəti

$$t = \frac{1/n}{v^* \kappa_{\nu\nu^-}} = \frac{1}{nv^* \kappa_{\nu\nu^-}}$$

olar. Burada $\kappa_{\nu\nu^-}$ -neytrinonun udma əmsalıdır və $\sim 6 \cdot 10^{44} sm^{-2}$ -dir.

Bunun tərs qiyməti 1 saniyədəki toqquşmaların sayıdır:

$$N = nv^* \kappa_{\nu\nu^-}.$$

Növbəti toqquşmaya qədər zərrəciyin keçdiyi yol, yəni sərbəst qaçış yolunun uzunluğu isə

$$l = v^* \cdot t = \frac{1}{n\kappa_{\nu\nu^-}}.$$

n və $\kappa_{\nu\nu^-}$ -un yuxarıdakı qiymətlərini axırıncı ifadədə yazsaq, neytrinonun sərbəst qaçış yolu üçün

$$l \approx 10^{17} sm$$

alarıq. Beləliklə, Günəşin nüvəsində hasil olan neytrinoların sərbəst qaçış yolunun uzunluğu, yəni növbəti toqquşmaya qədər zərrəciyin keçə biləcəyi yolun uzunluğu hətta Planet sistemin ölçüsündən 100 dəfələrlə böyükdür.

Beləliklə, neytrino seli Günəşi dərhal tərk edərək kosmik fəzaya yayılır. Elementar hesablamalar göstərir ki, Günəşdən Yerə qədər məsafədə hər kvadrat santimetr sahəyə saniyə ərzində düşən Günəşin neytrino selində $\frac{2 \cdot 10^{38}}{4\pi a^2} \cong 70 \cdot 10^9$ neytrino olmalıdır.

Günəşin nüvəsində hasil olan neytrino selində əksər neytrinonun daşdığı enerji kiçik (0,42 MeV- bax §15) olduğundan

onların Yerdə qeydə alınması çox çətin texniki problemdir. Günəşin neytrino selini müşahidə etmək problemi ilə hazırda dünyanın müxtəlif ölkələrində məşğul olurlar. Günəşin neytrino selinə malik olması sübut edilərsə, Günəşin və başqa əksər ulduzların daxili enerji mənbəyinin həqiqətən bu və digər istilik-nüvə reaksiyaları olduğuna şübhə yeri qalmamalıdır.

Günəş atmosferinin müxtəlif qatlarında baş verən rəqslər və yayılan dalğalarla yanaşı Günəşin neytrino selinin qeydə alınması problemi həll edilərsə, Günəşin daxili quruluşu haqqında daha real fikir söyləmək mümkün olmalıdır.

Günəşin nüvəsində hasil olan qamma şüalanmaya gəlincə, o, Günəşi dərhal tərk edə bilmir. Günəşin nüvəsində və ümumiyyətlə, onun təkində Günəş maddəsi qamma şüalanma üçün tam qeyri-şəffafdır. Günəşin təkində hər bir qat böyük tezliklər üçün tam qeyri-şəffafdır – bir sözlə, əvvəllər qeyd etdiyimiz kimi, Günəşin təki bir növ qara qətranı xatırladır. Odur ki, qamma şüalar Günəşin təkində çox dəfələrlə ionlaşmış atomlar tərəfindən dərhal udulur, nəticədə onlar ya daha yüksək dərəcədə ionlaşır, ya da yüksək enerji səviyyələrinə həyəcanlanır. Bu qayda ilə həyəcanlanmış atom nüvələrini yenidən γ kvantlar şüalandırır. Yenidən şüalanma nisbətən kiçik enerjili kvantlarda olur. Çünki qamma kvantların təsiri ilə yüksək enerji səviyyəsinə həyəcanlanan atom ilkin səviyyəyə birbaşa deyil, pillələrlə qaydır. Nəticədə udulan yüksək enerjili qamma kvantlar nisbətən kiçik enerjili rentgen kvantlarda şüalanır. Qamma kvantların təsiri ilə ionlaşan atomlar sərbəst elektronlarla rekombinasiya edəndə də şüalanma nisbətən kiçik enerjili kvantlarda olur (müəyyən səviyyəyə rekombinasiya rentgen oblastda kəsilməz şüalanma verir, sonrakı pilləli keçidlər isə rentgen diapozonunda müəyyən xətlərdə şüalanma ilə nəticələnir). Sonra udulan rentgen diapazonundakı kvantlar bunlardan kiçik enerjili kvantlarda, yəni çox uzaq ultrabənövşəyi oblastda yenidən şüalanma ilə nəticələnir. Beləliklə, Günəşin nüvəsindən yuxarı qatlara keçdikdə böyük enerjili kvantların kiçik enerjili kvantlara parçalanması aşağıdakı ardıcılıqla olur: qamma kvant \Rightarrow sərət rentgen \Rightarrow yumşaq rentgen \Rightarrow uzaq ultrabənövşəyi şüalanma \Rightarrow

ultrabənövşəyi şüalanma \Rightarrow görünən oblastda şüalanma \Rightarrow infraqırmızı şüalanma.

Kvantlar yuxarıdakı ardıcılıqla Günəşin mərkəzindən onun səthinə köçürülür və müşahidəçi, spektrin uzaq və yaxın ultrabənövşəyi, görünən, yaxın və uzaq infraqırmızı oblastlarında şüalanmaları qeydə alır. Bu şüalanmalar Günəşin fotosferindən çıxır. Beləliklə, Günəşin təkində onun səthinə yaxın qatlara qədər şüalanma enerjisi udulma və yenidən şüalanma nəticəsində yaranan şüa köçürmə yolu ilə ötürülür. Bu zona Günəşin mərkəzindən $(0,3-0,7)R$ məsafədə yerləşən daxili qatları əhatə edir. Bu zonaya şüatarazlığı zonası deyilir (şüa tarazlığı olduğundan bu zonada vahid zamanda nə qədər şüa enerjisi udulursa, o qədər də şüalanır). Günəş səthindən $0,3 R$ dərinliyə qədər olan qatlarda enerjinin köçürülməsində şüalanma ilə yanaşı Günəş maddəsinin özü də iştirak edir; Günəşin səthindən $-0,1R$ qədər məsafədə yerləşən daxili qatlarda isə enerjinin köçürülməsində əsasən maddənin yalnız özü iştirak edir; buna konveksiya yolu ilə şüalanmanın köçürülməsi deyilir; zonanın özü isə tam konveksiya zonası adlanır. Beləliklə, Günəşin mərkəzindən $0,9R$ məsafədən onun səthinə qədər olan $0,1R$ qalınlıqlı qat tam konveksiya zonasıdır. Konveksiya iki səbəbdən yaranır. Bu səbəblərə baxaq. Günəşin səthindən onun daxilinə doğru temperatur sürətlə artır, şüa köçürmə prosesi enerjini ötürməyə macal tapmır və nəticədə konveksiya yaranır. Doğrudan da, fərz edək ki, müəyyən qaz kütləsi Günəşin üst qatlarına doğru aşağıdan yuxarıya hərəkətə başlayır. Qəbul edək ki, bu yerdəyişmə zamanı qaz həcmi adiabatik genişlənir. Bu genişlənməyə səbəb yuxarı qatlara doğru qazın təzyiq və sıxlığının azalması ola bilər. Adiabatik genişlənmə olanda bu həcmdə temperatur və sıxlıq adiabatik qanunla dəyişər, yəni təzyiqlə temperatur $P^{1-\gamma} \cdot T^\gamma = const$ şərtini ödəyər ($\gamma = C_p/C_v$, C_p və C_v - sabit təzyiq və sabit həcmdə qazın istilik tutumlarıdır). Buradan aydın olu ki, genişlənən həcm temperaturu onun ətrafındakından kiçik olarsa, (yəni həmin həcmdə sıxlıq ətrafındakından böyük olarsa) cazibənin təsiri ilə bu qaz həcmi geriyyə, yəni hərəkətə başladığı qata qayıdar. Əksinə, həmin həcmdə temperatur ətra-

finkından böyük olarsa, yəni bu həcmdə sıxlıq kiçik olarsa, həcm elementi yuxarı – Günəşin səthinə doğru qalxmaqda davam edər və konveksiya baş verər. Konveksiyanın davam etməsi üçün ikinci şərt hərəkət edən qeyri-bircins həcm elementlərində qazların tam deyil, qismən ionlaşmış halda olmasıdır: ionlaşma enerjisi hesabına bu həcm elementində temperatur sürətlə kiçilir və nəticədə yuxarıya doğru hərəkət edən elementar həcm daxilində temperatur uzun müddət ətrafın temperaturundan böyük olur. Elə ki, həcm elementi səthə yaxın qata çatır, o, şüalanma hesabına soyuyur, bu həcm elementində fiziki şərait ətrafı ilə eyni olur, konveksiya prosesində iştirak edən həcm elementi ətraf mühitə qarışır, bu elementin konvektiv hərəkəti sönür. Beləliklə, Günəşdə onun mərkəzindən $0,7R_{\odot}$ məsafədən üst qatlara doğru qazlar tam deyil, qismən ionlaşdığından, buradan tam neytral qazlardan ibarət səthə yaxın qata qədər zona konveksiya zonası olur.

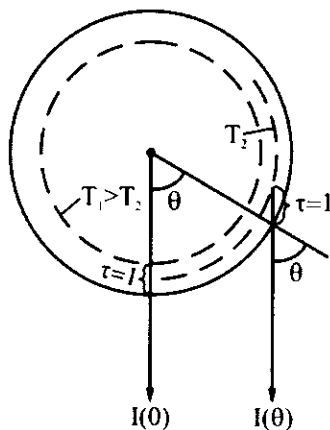
Konveksiyanın söndüyü qat Günəşin adi gözlə gördüyümüz üst qatıdır. Bildiyimiz kimi, bu qat Günəş fotosferidir, ondan üstə isə xromosfer və tac yerləşir. Adətən Günəş atmosferi adlanan bu qatlarla tanış olaq.

§22. Fotosfer

Dedik ki, Günəşin vizual işıqlanması fotosferdən çıxan kəsilməz şüalanmanın nəticəsidir. Digər tərəfdən isə bilirik ki, şüalanma əsasən optik qalınlığı $\tau \cong 1$ olan qatdan çıxır (bax: §10.4). Başqa sözlə, Günəşin kəsilməz şüalanması bu şüalanmada optik qalınlığı $\tau \leq 1$ olan və fotosfer adlanan qatdan çıxır. Fotosferin həndəsi qalınlığı diskin kənarına doğru parlaqlığın ən kəskin surətdə azalmasına uyğun qatın qalınlığı tərtibindədir. Müşahidələrdən məlumdur ki, parlaqlığın kəskin zəifləməsinə uyğun diskin kənarının bucaq ölçüsü təqribən $0''$, 5-dir. Yerdən Günəşə gədər məsafədə belə bucağa uyğun qatın xətti ölçüsü 360 km-dir:

$$150 \cdot 10^6 \cdot \sin 0, "5 = \frac{150 \cdot 10^6 \cdot 0, "5}{206265} = 360 \text{ (km)}.$$

Diskin kənarına doğru parlaqlığın zəifləməsi göstərir ki, fotosferdə temperatur dərinlikdən asılı olaraq böyüyür. Bunu 30-cu şəkil vasitəsilə izah edək. Bu şəkildə günəş diski, onun mərkəzinə və kənara yaxın nöqtəsinə yönəlmiş paralel istiqamətlər-baxış şüaları, baxış şüalarının optik qalınlığı vahid olan qata qədər nüfuz etməsi göstərilmişdir. Buradan görürük ki, Günəşin radiusu ilə diskinin mərkəzinə yönələn istiqamət arasındakı bucaq 0° olan halda ($\theta=0^\circ$ olanda) bu istiqamət hansı həndəsi dərinliyə nüfuz edirsə, $\theta \neq 0^\circ$ olan hala uyğun istiqamətdə o qədər nüfuz edir. Lakin $\theta \neq 0^\circ$ də $\tau=1$ olan qat $\theta=0^\circ$ -də $\tau=1$ olan qatdan üstədir (Günəşin mərkəzindən uzaqdadır).



Şəkil 30. Günəş diskinin kənarına doğru parlaqlığın zəifləməsinin səbəbi.

Deməli, parlaqlığın kənara doğru zəifləməsi üçün üst qatın temperaturu kiçik olmalıdır. Müşahidələr göstərir ki, spektrin görünən oblastı üçün günəş diski kənarının intensivliyi mərkəzinin intensivliyindən 2,9 dəfə kiçikdir. Parlaqlığın kənara doğru zəifləməsi ultrabənövşəyi oblastda daha güclüdür. İnfraqırmızı oblastda isə parlaqlıq demək olar ki, disk üzrə sabit

qalır. Günəş diski üzrə parlaqlığın dəyişilməsinin dalğa uzunluğundan bu cür asılı olması fotosferdə kəsilməz udulma əmsalının dalğa uzunluğundan asılılıq xüsusiyyəti ilə əlaqədardır. Belə ki, bu udulma əmsalı infraqırmızı şüalar üçün çox böyük olduğundan həmin oblastda şüalanma üst qatlardan çıxır; əksinə, ultrabənövşəyi şüalar üçün kəsilməz udulma əmsalı kiçik olduğundan bu oblastda şüalar nisbətən dərin fotosfer qatlarından çıxır; digər tərəfdən isə 30-cu şəkildən görüldüyü kimi, bu halda parlaqlığın kənara doğru zəifləməsi də güclü olur. Bu mühakimə ilə fotosferdə rəng temperaturlarının müxtəlif olmasını izah edə bilərik. Məsələn, $\lambda\lambda$ 4700-5400 Å intervalda rəng temperaturu 6500 K, $\lambda\lambda$ 4300-4700 Å intervalda isə 8000 K (cədvəl 6-ya bax) olması göstərir ki, birinci interval üçün kəsilməz udulma əmsalı böyükdür, bunun nəticəsində isə bu intervalda şüalanma üst qatlardan, yəni nisbətən soyuq qatlardan çıxır.

Fotosfer haqqında ən geniş məlumat fraunhofer xətlərini öyrənməklə əldə edilir. Bu xətlərdə fotosferin şəffaflığı həmin xətlərlə qonşuluqda yerləşən kəsilməz spektrdə fotosferin şəffaflığından xeyli kiçikdir, yəni bu xətlərdə udulma əmsalı qonşu kəsilməz spektrdəki tezliklərdə udulma əmsalından xeyli böyükdür. Bu isə o deməkdir ki, udulma xətlərində şüalanma fotosferin daha üst qatlarından çıxır. Bu qatlar isə nisbətən soyuq olduğundan şüalanmanın miqdarı da azdır. Udulma əmsalı fraunhofer xəttinin mərkəzində ən böyükdür və onun qanadlarına doğru kiçilir. Bu o deməkdir ki, fraunhofer xəttinin mərkəzində fotosferin üst hissəsinin, bəzi çox güclü xətlərdə isə (məsələn, $H\alpha$, H və K Call xətlərində) hətta xromosferin fotosferə qonşu hissəsini müşahidə edirik, xəttin qanadlarına doğru isə getdikcə daha dərin fotosfer qatları görünür. Bu imkandan istifadə edərək fraunhofer xətlərinin profilini təhlil etməklə günəş atmosferinin fotosfer qatlarının və xromosferin aşağı qatlarının temperaturunu, təzyiqliyi və sıxlığını təyin edir və bu qatlarda gedən müxtəlif fiziki prosesləri – məsələn, günəş atmosferinin müxtəlif qatlarından mikro və makroturbulensiyanı öyrənirlər.

Fotosferdən arası kəsilmədən çıxan optik və infraqırmızı

şüalanmanın mənbəyi Günəşin daha dərin qatlarından fotosferə daxil olan şüalanma enerjisidir. Fotosferi tərk edən enerjinin sabit qalması göstərir ki, şüa tarazlığı mövcuddur: vahid zamanda alt qatlardan fotosferə nə qədər enerji daxil olursa, o qədər də enerji fotosferi tərk edir. Günəş fotosferinin özündə şüa enerjisinin üst qatlara köçürülməsində əsas rolunu mənfi hidrogen ionları (H^-) oynayır. Mənfi hidrogen ionu hidrogen atomu və ona bağlı bir əlavə elektrondan ibarət sistemdir. Bu sistemin yalnız bir dayanıqlı halı vardır və mənfi hidrogen ionunun ionlaşma potensialı cəmi $0,75 \text{ eV}$ -dir. Buna uyğun dalğa uzunluğu 16600 \AA -dir. Deməli, 16600 \AA -dən qısa dalğalarda şüalanma mənfi hidrogen ionu tərəfindən udulanda, o, mütləq ionlaşır-neytral hidrogen atomuna çevrilir. Mənfi hidrogen ionunun udma əmsalı $\sim 8000 \text{ \AA}$ -də maksimumdur, ondan kiçik (4000 \AA -dək) və uzun dalğalarda (16600 \AA -dək) arası kəsilmədən kiçilir. Beləliklə, fotosferin dərin və isti qatlarından enerji mənfi hidrogen ionları tərəfindən udularaq, yenidən şüalanma prosesləri nəticəsində şüaköçürmə yolu ilə fotosferin xarici qatlarına ötürülür və spektrin görünən və infraqırmızı oblastlarında onu tərk edir. Mənfi hidrogen ionunun yaranması üçün neytral hidrogen atomu ilə yanaşı günəş fotosferində sərbəst elektronlar da olmalıdır. Hidrogen atomları fotosferdə neytral haldadır. Sərbəst elektronlar isə burada asan ionlaşan metal atomlarının (Na , Ca , Ti və s.) ionlaşması nəticəsində az da olsa yaranır. Hesablamalar göstərir ki, fotosferdə hər 10^8 neytral hidrogen atomuna bir dənə mənfi hidrogen ionu düşür və bu, H^- -nin fəal rolu üçün tamamilə kifayət edir. Spektrin $\lambda < 0,4 \text{ mkm}$ oblastında udulma və yenidən şüalanmada əsas rolunu neytral hidrogen və metal atomları, $\lambda > 1,7 \text{ mkm}$ -də isə elektronların ionun kulon sahəsində sərbəst-sərbəst keçid prosesləri oynayır.

Fotosfer üçün səciyyəvi xüsusiyyətlərdən biri də orada hidrostatik tarazlığın olmasıdır: fotosferin hər bir həcm elementinə təsir edən ağırlıq qüvvəsi qaz təzyiqi qüvvəsi ilə tarazlıqda olur.

Fotosferdə hündürlüyü H , en kəsiyi 1 sm^2 və daxilində

temperaturu sabit olan silindrə baxaq. Bu silindirin üst və alt səthində qaz təzyiqi uyğun olaraq P_1 və P_2 , sıxlıq ρ_1 və ρ_2 olsun. Hidrostatik tarazlıq varsa,

$$P_2 - P_1 = \rho g H. \quad (22.1)$$

Qəbul edək ki, (22.1)-də

$$\rho = \frac{\rho_1 + \rho_2}{2} \quad (22.2)$$

İdeal qazın hal tənliyinə əsasən

$$\rho = \frac{1}{2}(\rho_1 + \rho_2) = \frac{\mu}{2AT}(P_1 + P_2) \quad (22.3)$$

tənliyini alırıq. Burada μ molekulyar kütlə, A -universal qaz sabitidir. (22.3)-ü (22.1)-də nəzərə alsaq,

$$P_2 - P_1 = \frac{\mu g}{AT} H \frac{P_1 + P_2}{2} \quad (22.4)$$

olar. Burada $AT/\mu g$ uzunluq vahidi ilə ölçülməlidir, çünki H -uzunluq vahidi ilə ölçülür. Odur ki, bu kəmiyyətin çox mühüm fiziki mənası vardır: qalınlığı

$$H = AT/\mu g \quad (22.5)$$

olan qatda temperatur sabitdirsə, onda həmin qatda təzyiq və sıxlıq təqribən 3 dəfə dəyişir. Doğrudan da (22.5)-ə əsasən (22.4)-dən $P_2 = 3P_1$ alınır. Daha dəqiq desək, H -sabit temperatur-lu elə qatın qalınlığıdır ki, orada təzyiq və sıxlıq natural loqarifmin e əsası dəfə dəyişir. (22.5) vasitəsilə tapılan H , hündürlük şkalası, yaxud da bircins atmosferin qalınlığı adlanır.

(22.5) düsturunu Günəş fotosferinə tətbiq edək. Günəş fotosferində hidrogen əsasən neytral halda olduğundan $\mu = 1$ qəbul edirik.

$T \approx 6000K$, $g = 2.74 \cdot 10^4 \text{ sm/san}^2$, $A = 8,32 \cdot 10^7 \text{ erq/(mol} \cdot \text{san}^2)$ olduğunu nəzərə alsaq, (22.5)-dən H üçün 180 km alırıq. Bu, bircins fotosferin hündəsi qalınlığını xarakterizə edir. Kəsilməz spektrdə Günəş fotosferinin vahid optik qalınlığı bircins atmo-

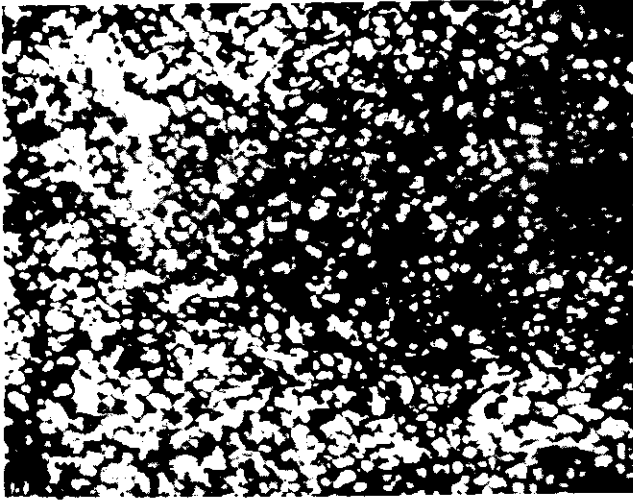
sferdə ($H \cong 180 \text{ km}$ qalınlıqlı qatda) yaranır. Fotosferin qalınlığı ilə Günəş radiusunun müqayisəsindən görürük ki, Günəş fotosferi onun radiusunun $1/3000$ hissəsini təşkil edir, yəni Günəş nazik fotosferli ulduzdur: şüalanmanın köçürülməsi məsələsinə baxarkən belə həndəsi ölçüyə malik olan fotosferi müstəvi-parallel qatlardan ibarət qəbul etmək olur.

Bəs Günəşin radiusu Günəşin mərkəzindən onun hansı qatına qədər olan məsafədir? Şərtləşmişlər ki, $\lambda=5000 \text{ \AA}$ -də optik qalınlığı $\tau = 1$ olan qatın radiusu Günəşin radiusudur, Günəş atmosferinin hündürlüyü isə bu qatdan etibarən hesablanır. Bu qatdan daxilə doğru dərinlik şərti olaraq mənfi, xaricə doğru müsbət hesab edilir. 8-ci cədvəldə $\lambda=5000 \text{ \AA}$ üçün $\tau = 1$ olan qatdan bir qədər altda və üstə Günəş atmosferində fiziki parametrlərin paylanması verilmişdir. Bu cədvəldən görürük ki, $\tau = 1$ olan qatda (sıfırıncı qatda) temperatur 6430K , təzyiq $13,5 \cdot 10^4 \text{ din/sm}^2$, sıxlıq $3,5 \cdot 10^{-7} \text{ q/sm}^3$ -dur. Bu qatdan daxilə doğru fiziki parametrlər-temperatur, təzyiq və sıxlıq kəsilmədən artır, xaricə-yuxarıya doğru isə temperatur müstəsna olmaqla kəsilmədən azalır; $\tau = 0,0001$ -də, yaxud 560 km hündürlükdə temperatur minimum (4180 K) olur, bundan üst qatlara doğru o, yenidən artır, təzyiq və sıxlıq isə kiçilməkdə davam edir. Minimum temperatur qatı keçid oblastı adlanır.

Biz §21-də konveksiya ilə tanış olmuşduq və dedik ki, fotosferdən altda $\sim 0, 1R_{\odot}$ qədər qalınlıqlı qatda tam konveksiya prosesi gedir. Konveksiyada iştirak edən və konveksiya yuvacığı adlanan hər bir həcm elementi öz ölçüsü qədər yuxarı qalxaraq ətrafa yayılır və onun yerinə yenisi, lakin kiçik ölçülüsü əmələ gəlir; nəhayət ən kiçik ölçüyə malik konveksiya elementləri fotosferə çatır və onu bir növ "bombalayırlar". Bunun nəticəsində bir tərəfdən fotosfer həyəcanlanır, digər tərəfdən isə o, rəqs etməyə başlayır. Konveksiya elementlərinin fotosferi həyəcanlaşdırma təsiri özünü qranulyasiya adlanan törəmədə göstərir. Belə ki, xüsusilə əlverişli müşahidə şəraitində Günəşin teleskopik fotosəkillərindən aydın görmək olur ki, onun səthi torvarı şəkildədir, yaxud topa buludlara bənzər parlaq elementlərlə örtülüdür (şəkil 31).

**Günəş atmosferinin müəyyən qatlarında
fiziki parametrlərin paylanması**

$\lambda = 5000 \text{ \AA}$ üçün optik dərnlk	Həndəsi də- rinlik, km	Temperatur, K	Təzyiq $P \times 10^{-4}$ din/sm ²	Sıxlıq, $\rho \times 10^8, \text{ q/sm}^3$
10^{-5}	840	5280	0,008	0,025
10^{-4}	560	4180	0,091	0,36
$5 \cdot 10^{-3}$	320	4560	0,85	3,1
0,1	136	5140	4,7	15,2
1,0	0	6430	13,5	35,0
5,0	-56	8100	18,0	37,0
10	-72	8650	20,0	38,0



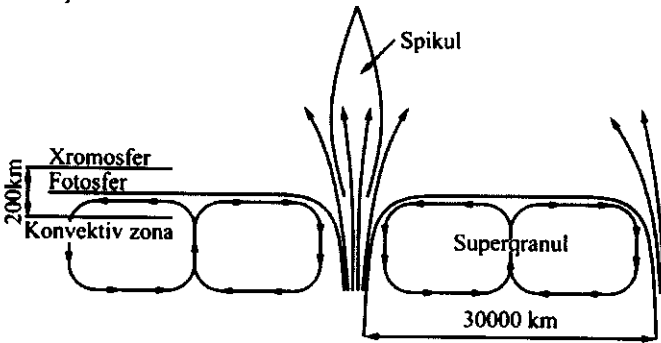
Şəkil 31. Günəş qranulyasiyası.

Ətraf mühitə nəzərən bir qədər parlaq görünən bu dənəvər qranullar, həmin dənəvari quruluşun özü isə qranulyasiya adlanır. Beləliklə, qəbul etmək olar ki, qranullar fotosferə çatan konveksiya elementlərinin fotosferi həyəcanlandırması təzahürləridir (hər bir element fotosferə qalxır, soyuyaraq geri tökülür). Qranulların bucaq ölçüsü 0", 4-1"-dir, yaşama müddəti 5-10 dəqiqədir. Yox olan qranul yenisi ilə əvəz olunur, yeni qranul həm

ölçü, həm forma, həm də yaşama müddətinə görə əvvəlkindən fərqli ola bilər. Qranulların və onların arasındakı bir qədər tutqun arakəsilmələrin spektral xətlərinin təhlili göstərir ki, qranulla aid xətlər bənövşəyi, aralıq oblasta aid xətlər isə əksinə, qırmızı tərəfə sürüşür. Bu o deməkdir ki, qranullarda qazlar yuxarıya, aralıq oblastlarda isə aşağıya doğru hərəkət edir. Qranulların baxış şüası istiqamətdə hərəkət sürəti 1-2 *km/san*-dir.

Qranullarla yanaşı Günəş fotosferi superqranullar adlanan daha böyük ölçülü elementlərlə də zəngindir. Superqranulun üfqi ölçüsü orta qranulunkundan 30-40 dəfə böyük olub 20000-30000 *km*-ə çatır. Eyni zamanda Günəşin səthində 5000-ə qədər superqranul olur. Bu o deməkdir ki, fotosfer təmamilə superqranullarla örtülmüşdür. Müəyyən edilmişdir ki, superqranullarda qazlar onun mərkəzindən kənarına doğru 0,4 *km/san* sürətlə yayılır. Zeyeman effekti əsasında tapılmışdır ki, superqranulların mərkəzi hissəsində maqnit induksiyası $B < 1 \text{ Qs}$, kənarlarında isə $\sim 20 \text{ Qs}$ -dir. Günəşin səthi şaquli maqnit sahəsindən ibarət şəbəkə ilə örtülmüşdür. Hər bir şaquli maqnit borucuğunun Günəş səthində üfqi ölçüsü (100-300) *km*, maqnit induksiyası isə $B \approx 2000 \text{ Qs}$ tərtibindədir. Aydındır ki, bu quruluş Yerdə aparılan müşahidələrdə ayırd edilməzdir.

32-ci şəkildə superqranullardakı hərəkət nəticəsində Günəş səthində yaranan maqnit sahəsinin strukturu (quruluşu) təsvir olunmuşdur.



Şəkil 32. Superqranulyasiyalardakı hərəkət nəticəsində Günəşin səthində yaranan maqnit sahəsinin strukturu.

Hər bir konvektiv element üst qata istilik enerjisi ilə yanaşı kinetik enerji də köçürür. Nəticədə bütün fotosferə qranullar tərəfindən köçürülən kinetik enerjinin miqdarı $2 \cdot 10^{4} L_{\odot}$ -dir; bilirik ki, $L_{\odot} = 3,85 \cdot 10^{26} \text{ Vt}$ Günəşin işıqlığıdır; odur ki, bu enerji $8 \cdot 10^{22} \text{ C}$ -dur. §25-də tacın və xromosferin qızmasında məhz bu enerjinin rolunu göstərəcəyik.

§23. Günəş xromosferi və taci

1. Günəş xromosferi. Dedik ki, xromosfer fotosferdən üstdə yerləşən Günəş atmosferinin nisbətən seyrək qatıdır. Xromosferin parlaqlığı fotosferdəkindən yüz dəfə zəif olduğundan onu fotosferin parlaq fonunda görmək olmur. Tam Günəş tutulması zamanı fotosferin parlaq diski Ay tərəfindən tamamilə örtüləndə al qırmızı rəngli xromosfer müşahidə olunur (xromosferin hərfi mənası da rəngli sfera deməkdir). Tam Günəş tutulması zamanı xromosferin müşahidəsi göstərir ki, onun spektri olduqca zəif kəsilməz spektr fonunda parlaq xətlərdən ibarətdir. Bu xətlər tutulmadan kənarında Günəş spektrində müşahidə olunan fraunhofer xətlərinin yerində alınır, yəni xətlərinin tərkibinə görə xromosfer spektri ilə fotosfer spektrində fərq yoxdur, yeganə fərq ondan ibarətdir ki, xromosfer spektrində bu xətlər parlaqdır. Xromosferin spektrində fotosfer spektrindən fərqli olaraq neytral və ionlaşmış heliumun parlaq xətləri də müşahidə olunur. Atmosferdən kənar müşahidələrdə xromosferin spektrində deyilənlərlə yanaşı HeII ionuna məxsus $\lambda = 304 \text{ \AA}$, ionlaşmış maqneziumun $\lambda = 2796 \text{ \AA}$, həmçinin C, N, O, Si və başqa atomlara məxsus ionların da xətlərinin olduğu müəyyən edilmişdir. Xromosfer spektrində adlarını çəkdiyimiz xətlərin yaranması üçün 20000-25000 K temperatur olmalıdır. Buradan aydın olur ki, günəş xromosferində belə isti (və daha isti) oblaqlar vardır (əslində xromosferdə temperaturun paylanması çox mürəkkəbdir).

Müasir mülahizələrə görə xromosferin fotosferə yaxın və qalınlığı 1000 km olan qatında temperatur demək olar sabitdir və fotosferin temperaturu ilə müqayisədə bir qədər də kiçikdir

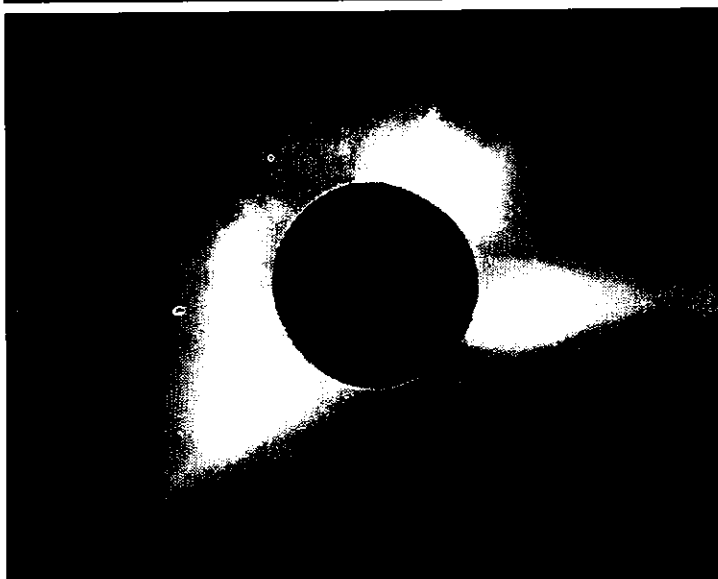
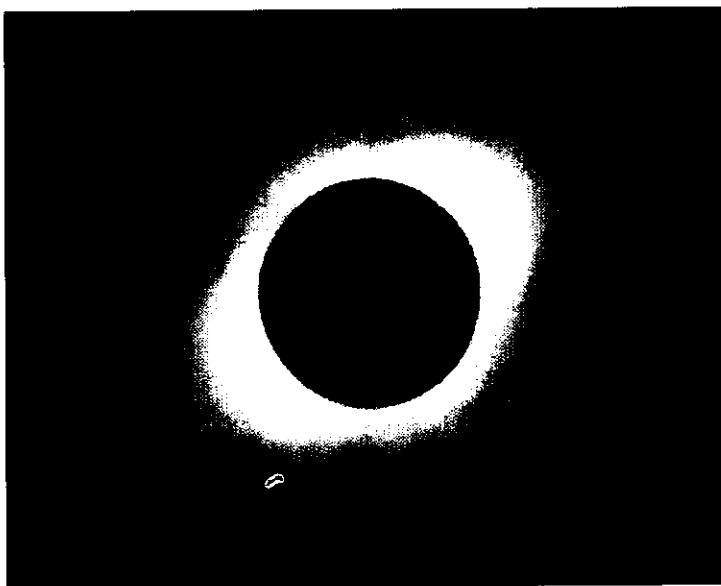
(5000 K). Hündürlük böyüdükcə temperatur ləng də olsa yüksəlir və 1500-2000 *km* hündürlükdə ($10 \div 12$) min dərəcə olur. Bu hündürlükdən yuxarıda xromosfer qeyri-bircinsdir. Burada xromosfer, temperaturu ($10 \div 12$) min dərəcə olan ayrı-ayrı liflərdən ibarətdir. Bu mənada xromosfer statik deyil, dinamik tarazlıqdadır. Güman edilir ki, xromosfer lifləri və 4000 *km*-dən yuxarıda tac fonunda müşahidə olunan və Günəş səthindən 10000*km* hündürlüyə qədər davam edən nisbətən soyuq qaz şırnaqları fotosfer püskürmələrinin təzahürləridir.

Adını çəkdiyimiz qaz şırnaqları spikullar adlanır. Spikulların en kəsiyinin xətti ölçüsü ~ 1000 *km*, zərrəciklərinin konsentrasiyası $\sim 10^{12}$ *sm*⁻³, temperaturu ($10 \div 12$) min dərəcədir. Adətən spikullar 20 *km/san* sürətlə, bəzən də təcillə yuxarıya doğru hərəkət edir. Bəzən spikullar bütövlükdə aşağıya – Günəşin səthinə doğru da hərəkət edir (düşür). Spikulların yaşama müddəti 8-15 dəqiqə, qalxma müddəti 1,5 dəqiqədir. Xromosferdə eyni vaxtda 10^6 sayda spikul olur. Ola bilsin ki, spikullar (və liflər) qranulyasiya ilə, bəlkə də konvektiv zonanın özü ilə əlaqədardır. Çünki bu lif və spikulların sayı qranulların sayına yaxındır (Günəşdə eyni zamanda $3 \cdot 10^6$ qranul olur).

Tam Günəş tutulması zamanı xromosferin müşahidələri göstərir ki, xromosfer halqasının bucaq ölçüsü ($16''$ - $20''$)-dir. Bu bucaq ölçüsünə (12-15) min kilometr xətti ölçü uyğundur. Əlbəttə yuxarıda qeyd etdiyimiz kimi xromosfer (1500-2000) *km*-dən etibarən qeyri-bircins olub əsasən liflər və spikullardan ibarətdir, bu törəmələrin arasını isə isti tac maddəsi doldurur.

2. Günəş taci. Tac Günəş atmosferinin üst qatıdır. Tacın hətta alt hissəsinin parlaqlığı fotosferinkindən milyon dəfə zəifdir. Odur ki, onu yalnız tam Günəş tutulması zamanı, yaxud da koronoqrafla müşahidə etmək olur.

Tacın forması Günəş fəallığından asılıdır: Günəş fəallığının maksimumu dövründə tac Günəş diskini hər tərəfdən olmasa da ayrı-ayrı tərəflərdə, demək olar, eyni qalınlıqda əhatə edir – tac kəsik-kəsik sferik olur; fəallığın minimum dövründə isə tac Günəş ekvatoru üzrə uzanır (şəkil 33).



*Şəkil 33. Tacin görünüşünün Günəş fəallığından asılılığı:
üstdə Günəş fəallığının minimumu dövründə,
altıda isə maksimumu dövründə tacin fotoqrafiyasıdır.*

Tacın spektri üç növdən – K , E , F komponentlərindən ibarətdir. K komponenti kəsilməz spektrdən və onun fonunda güclü, lakin çox yayılmış fraunhofer xətlərindən (məsələn, Ca 11-nin H və K xətlərindən) ibarətdir.

E komponenti emissiya xətlərindən ibarətdir.

F komponenti kəsilməz spektrdən və onun fonunda fraunhofer xətlərindən ibarətdir, yəni keyfiyyətcə fotosfer spektri kimidir (aşağıya bax).

K komponentində kəsilməz spektrdə enerjinin dalğa uzunluğuna görə paylanması fotosferin kəsilməz spektrində enerjinin paylanması kimidir. Belə mənərə, fotosferin kəsilməz şüalanması tacın sərbəst elektronlarından səpildikdə ola bilər. Çünki sərbəst elektronlardan səpilmə dalğa uzunluğundan asılı deyil. Işıq kvantlarının bir zərrəcikdən Tomson səpilmə əmsalı

$\sigma_0 = \frac{8\pi}{3} \left(\frac{e^2}{mc^2} \right)^2$ düsturu ilə ifadə olunur. Burada e - elektronun

yükü, m - onun kütləsi, c - işığın sürətidir. e, m və c -nin məlum qiymətlərini yuxarıdakı düsturda yazsaq, $\sigma_0 = 6,65 \cdot 10^{-25} \text{ sm}^2$ alırıq. Bu o deməkdir ki, hər bir sm^2 səthə düşən şüalanmanın $6,65 \cdot 10^{-25}$ hissəsi bir elektron tərəfindən səpilir. Bunu və tacın alt qatının parlaqlığının fotosferinkindən milyon dəfə kiçik olduğunu nəzərə alaraq tacın xromosferə qonşu hissəsində sərbəst elektronların orta konsentrasiyasını qiymətləndirə bilərik. Doğrudan da tacın bu hissəsinin qalınlığı l burada sərbəst elektronların orta konsentrasiyası n_e , tacın parlaqlığı I_k , fotosferinki I_\odot olarsa, $I_k = \sigma_0 \cdot l \cdot n_e \cdot I_\odot$, $I_k = 10^{-6} I_\odot$ ifadələrindən $n_e = 1/10^6 \sigma_0 l$ alırıq; tacın xromosferə yaxın qatının qalınlığını $l = 10^{10} \text{ sm}$ qəbul etsək və σ_0 - in qiymətini də nəzərə alsaq, bu qat üçün $n_e \approx 10^8 \text{ sm}^{-3}$ alırıq. Beləliklə, tacın alt qatında sərbəst elektronların orta konsentrasiyası $\sim 10^8 \text{ sm}^{-3}$ dir. Tac əsasən hidrogendən ibarət olduğundan və orada hidrogen atomları tam ionlaşdığından $n_e \approx n$ olar, yəni alt tacda zər-

rəciklərin ümumi orta konsentrasiyası $\sim 2 \cdot 10^8 \text{ sm}^{-3}$ -dir.

Tacın üst qatlarına doğru konsentrasiyası kiçilir. Ümumiyyətlə, tacı şərti olaraq üç hissəyə bölmək olar: daxili, orta və xarici tac. Daxili tacın qalınlığı (0,2-0,3) R_{\odot} , orta tacını (0,3-1,3) R_{\odot} hesab edilir. Xarici tac $\sim 1,3 R_{\odot}$ -dən başlayır. Daxili tac E komponenti ilə səciyyələnir. Bu komponent yüksək dərəcədə ionlaşmış Fe, Ca, Ni, Ar atomların emissiya xətlərinin müşahidə edilməsi ilə xarakterizə olunur. Bu xətlərdə şüalanma tacdan çıxan kəsilməz şüalanmanın 1%-ini təşkil edir. Bunların içərisində qırmızı FeX, $\lambda 6374 \text{ \AA}$ və yaşıl Fe XIV, $\lambda 5303 \text{ \AA}$ tac xətləri xüsusilə parlaqdır. Bu xətlərin həyəcanlanması üçün dəmir atomları 9 və 13 dəfə ionlaşmalıdır. Dəmirin 9 dəfə ionlaşması üçün zərbə ilə onu ionlaşdıran elektronun kinetik enerjisi $\varepsilon = 233 \text{ eV}$ olmalıdır. (10.1) düsturuna əsasən enerjinin bu qiymətində tacın kinetik temperaturu üçün $\sim 2,7 \cdot 10^6 \text{ K}$ alırıq. Deməli, FeX xətlərinin əmələ gəldiyi daxili tac qatlarının temperaturu $\sim 2,7 \cdot 10^6 \text{ K}$ - dir. FeXIV-ə məxsus yaşıl xəttin əmələ gəldiyi oblastda isə temperatur daha böyükdür; belə ki, dəmirin 13 dəfə ionlaşması üçün $\varepsilon = 355 \text{ eV}$ olmalıdır, (10.1)-dən isə ε -nin bu qiymətində $T \approx 3,8 \cdot 10^6 \text{ K}$ alınır. Beləliklə, daxili tac qeyri-bircins və daha istidir.

Əgər uzaq ultrabənövşəyi oblastda emissiya xətləri əsasən xromosferdə və xüsusilə onun çox isti oblastlarında, həmçinin taca qovuşuq qatlarında əmələ gəlirsə, rentgen oblastda istər kəsilməz, istər də xətti spektr əsasən tac qatlarında yaranır.

Qeyd etmək lazımdır ki, ümumiyyətlə, tac və xromosferin spektrindəki ciddi fərq tacda elektron konsentrasiyasının xromosferdəkindən tərtiblərcə kiçik olmasının-tacda $\sim 10^8 \text{ sm}^{-3}$, xromosferdə isə $\sim 10^{12} \text{ sm}^{-3}$ olmasının nəticəsidir. Belə ki, xətdə həcmi şüalanma əmsal n_e^2 ilə düz mütənəsb olduğu halda, sərbəst elektronlardan səpilmədə həcmi kəsilməz udma əmsalı n_e ilə düz mütənəsbdir; bunun nəticəsində xromosferdə n_e -nin böyük olması xətti spektrin kəsilməzə nisbətən çox güclənməsinə, tacda n_e -nin kiçik olması isə kəsilməz spektrin xəttə nis-

bətən çox güclənməsinə səbəb olur, başqa sözlə, xromosferin spektri parlaq xətti spektrdən (çox zəif kəsilməz fonda), tacıncı isə K komponentinə məxsus spektrdən ibarət olur.

Sərbəst elektrondan səpilmə şüalanmanın polarizasiyasına səbəb olduğundan tac şüalanması polarizə olunmuş şüalanmadır. Daha doğrusu, tacın K və E komponentləri polarizə olunmuşlar. Müşahidələr göstərir ki, orta taca doğru polarizasiya dərəcəsi böyüyür, $\sim 0,5 R_{\odot}$ hündürlükdə maksimum (50%) olur, sonra zəifləyir. Şüalanmanın F komponenti "xarici tac"a məxsusdur. Əslində F komponenti bilavasitə taca aid deyil – bu komponent fotosfer şüalanmasının planetlərarası fəzada toz hissəciklərindən səpilməsinin nəticəsidir.

§24. Günəşin radio şüalanması

Müşahidələr göstərir ki, Günəşin radioşüalanması əsasən iki komponentdən ibarətdir:

- 1) Sakit – həyəcanlanmamış radioşüalanma;
- 2) Sporadik – həyəcanlanmış radioşüalanma.

Sporadik radioşüalanma Günəşdə baş verən partlayış xarakterli fiziki proseslərin nəticəsidir. Bu haqda növbəti paragrafda bəhs ediləcəkdir.

Sakit günəş radioşüalanmasına gəlincə, bu şüalanmanın mexanizmi istilik şüalanmasıdır. Daha konkret desək, sakit Günəş radioşüalanması sərbəst elektronların ionların (protonların) kulon sahəsində sərbəst-sərbəst keçidləri nəticəsində yaranır. Sakit Günəş radioşüalanmasının I_{ν} intensivliyinin tezlikdən asılılığı Reley-Cins düsturu ilə ifadə olunur. Radioşüalanmanın məlum $I_{\nu} = B_{\nu}(T)$ intensivliyinə əsasən verilmiş tezliyə uyğun parlaqlıq temperaturu tapılır. Praktikada əslində ölçülən kəmiyyət radioşüalanmanın selidir:

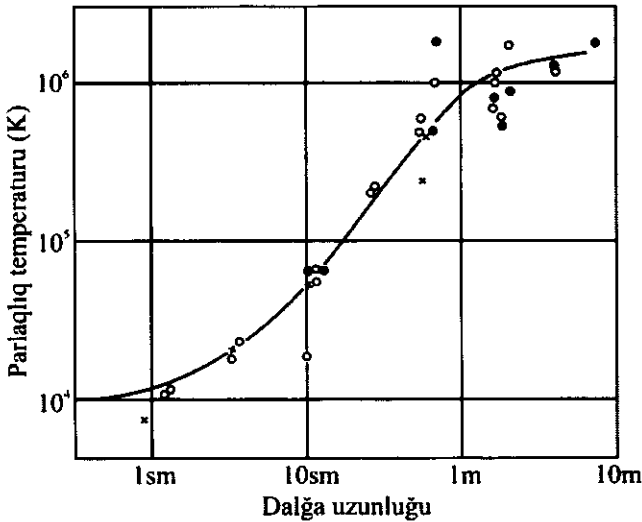
$$H_{\nu} = \bar{I}_{\nu} \cdot \Omega \quad (24.1)$$

Burada \bar{I}_{ν} -orta şüalanma intensivliyi, Ω -Günəşin cismi bucağıdır. Plank funksiyası ilə ifadə olunan I_{ν} -yə, uyğun temperaturda şüalanma selinin miqdarını səciyyələndirən parametrlərdir.

kimi baxa bilərik. (24.1)-də \bar{I}_ν Reley-Cins düsturundakı $B_\nu(T)$ intensivliyi olduğundan, bu düsturdakı temperatur ν tezliyinə uyğun orta parlaqlıq temperaturudur. 34-cü şəkildə sakit günəşin $T = \bar{T}_\nu$ orta parlaqlıq temperaturunun dalğa uzunluğundan asılılığı göstərilmişdir. Şəkildən görürük ki, $\lambda = 1 \text{ sm}$ dalğa uzunluğuna qədər Günəşin parlaqlıq temperaturu $\sim 10^4 \text{ K}$ -dir. Bu, xromosferə aid ola bilər. Doğrudan da optik dərinliyin dalğa uzunluğundan asılılığı göstərir ki, santimetrlik dalğalarda Günəşin optik dərinliyi məhz xromosfer qatlarında vahidə yaxındır, yəni bu şüalanmalar əsasən Günəş xromosferində yaranır (millimetrik dalğalarda şüalanma xromosferin lap alt qatlarına aiddir)

Təqribən metrlik dalğa uzunluğunadək diapazonda həm xromosfer və həm də tac radioşüalanma mənbəyidir. 34-cü şəkildə görürük ki, doğrudan da desimetrlik diapazonda dalğa uzunluğu böyüdükcə parlaqlıq temperaturu yüksəlir və bu yüksəlmə xromosferdən taca doğru temperaturun artmasına uyğundur. Deməli, bu dalğalarda şüalanma doğrudan da həm xromosferdən, həm də tacdan çıxır. Metrlik dalğalarda isə tacın optik dərinliyi vahid və ondan böyük olur. Burada yada salmaq lazımdır ki, dalğa uzunluğu böyüdükcə optik dərinlik böyüyür, deməli, şüalanma tacın daha yuxarı qatlarından çıxır. 34-cü şəkildən görürük ki, $\sim 1 \text{ m}$ uzunluqlu dalğa üçün parlaqlıq temperaturu $\sim 10^6 \text{ K}$ -dir. $\lambda > 1 \text{ m}$ -də temperatur bir neçə milyon dərcəyə çatır və $\lambda > 10 \text{ m}$ -də temperatur dalğa uzunluğundan asılı olmur. Bu dalğalarda şüalanma xarici tacdan çıxır: $\lambda = 10 \text{ m}$ üçün Günəşin səthindən $1.5 R_\odot$ qədər üstə olan tac qatının optik dərinliyi ~ 1 -dir.

Aydındır ki, sakit Günəşin orta parlaqlıq temperaturunun radiodiapazonda dalğa uzunluğundan asılılığı dolayı yolla temperaturun Günəş atmosferində hündürlükdən asılı olaraq dəyişməsinə verir. Çünki hər bir dalğa uzunluğu üçün optik dərinliyin vahid olduğu qatın fotosferdən hündürlüyü bu hündürlükdə həmin dalğa üçün orta parlaqlıq temperaturuna uyğundur.



Şəkil 34. Sakit Günəşin orta parlaqlıq temperaturunun radiodiapozonda dalğa uzunluğundan asılılığı.

Radiometodlar Günəşdən on milyonlarla kilometr məsafədə tədqiqatlar göstərir ki, günəş "atmosferi" əslində Yerə qədər davam edir. Kometlərin quyruğunda maddələrin hərəkət dinamikasını öyrənməklə müəyyən edilmişdir ki, Günəş tacından kənara-planetlərarası fəzaya, daim plazma axır və bu axının sürəti Günəşdən uzaqlaşdıqca böyüyür, Yerə qədər məsafədə həmin sürət 300-400 *km/san*-yə çatır. Planetlərarası fəzada günəş tacı plazmasının arası kəsilmədən belə genişlənməsi günəş küləyi adlanır. Bu plazmanın planetlərarası fəzada kosmik ci-

hazlarla tədqiqinə əsasən tapılmışdır ki, Yerın yaxın ətrafında günəş küləyinin daşdığı elektron və protonların konsentrasiyası $1-10 \text{ sm}^{-3}$ -dür.

Günəş küləyi Yerın səthindəki maqnit sahəsindən 1000 dəfə zəif maqnit sahəsinə (5-7 nanotesla) malik olsa da bu sahə, planetlərarası fəzədə böyük rol oynayır.

Alven göstərmişdir ki, çox zəif maqnit sahəsində olduqca seyrək plazmada bütöv mühit xüsusiyyətləri olur. Günəş küləyi çox zəif də olsa maqnit sahəsinə malik olduğundan o, özünü maye və ya qaz kimi aparır və belə mühitdə hər cür dalğalar, o cümlədən zərbə dalğaları yayılır və məhz birinci növbədə bu dalğalar planetlərarası fəzədə maraqlı hadisələrə səbəb olur (bax: §28, §37).

§25. Xromosfer və tacın qızması

Əlbəttə, həm xromosferdə və həm də tacda müəyyən dəyişikliklər baş verir (bunlarla növbəti paraqrafda tanış olacağıq). Ancaq burası aşkar dəlildir ki, xromosfer və tac daim mövcuddur; lakin xromosfer və tacda bilavasitə enerji hasil olmur – ümumiyyətlə günəş atmosferi bilavasitə enerji mənbəyinə malik deyildir. Deməli, xromosfer və tac daim enerji ilə təchiz olunmalıdır. Təbiidir ki, bu enerjinin də mənbəyi Günəşin nüvəsində gedən istilik nüvə reaksiyalarının təzahürüdür. Məhz bu enerjinin köçürülməsi hesabına Günəşin səth qatlarında konvektiv zona yaranır. Konveksiya elementləri özləri ilə həm istilik, həm də kinetik enerji daşıyır. Fotosferdə qranullar vasitəsilə konvektiv elementlərlə köçürülən kinetik enerjinin miqdarı saniyədə azı $8 \cdot 10^{22}$ C-dur. Xromosfer və tac da məhz hər saniyə bu qədər enerji şüalandırır. Buradan belə nəticəyə gəlmək olar ki, xromosfer və tacı enerji ilə təchiz edən mənbə konveksiya zonasından fotosferə ötürülən kinetik enerjidir (fotosferin optik şüalanması üçün xromosfer və tac tam şəffafdır, odur ki, bu şüalanma xromosfer və tac üçün istilik mənbəyi ola bilməz). Onu da qeyd etmək ki, adi istilik keçirmə yolu ilə xromosfer, tac vasitəsilə qızdırılır. Deməli, tacın qızdırılma mexa-

nizmini tapmaq lazımdır. Dedik ki, bu qızdırılma mənbəini konvektiv elementlərin kinetik enerjisində axtarmalıyıq. Doğrudan da konvektiv elementlərin fotosferə etdikləri zərbələr nəticəsində fotosferdə müxtəlif dövr və amplituda malik müxtəlif xarakterli rəqsi hərəkətlər baş verir; bunlar, əsasən bir sıra fraunhofer xətlərinin profil və intensivliklərinin dəyişməsinə tədqiq etməklə aşkar edilmişdir. Bu rəqslərin törəmələri olan akustik dalğalar, udulmadan taca çatır. Tacda sıxlıq xaricə doğru sürətlə – məsafənin kvadratı ilə tərs mütənasib azaldığından bu dalğalar seyrək plazmada yayılırkən zərbə dalğalarına çevrilirlər. Zərbə dalğaları isə akustik dalğaların əksinə olaraq çox tez sönür (dissipasiya edir). Bu zaman həmin dalğaların kinetik enerjisi istiliyə çevrilir və tacı qızdırılır. Əslində biz şərti olaraq qəbul etdik ki, konveksiya fotosferdə akustik dalğalar yaradır. Konveksiyanın yaratdığı dalğaların əmələ gəlmə mexanizmi və onların növləri hələ tam aydın deyildir. Lakin bir daha qeyd etmək lazımdır ki, *tacın qızmasının səbəbi konvektiv zonadan taca köçürülən enerjidir, tac isə öz növbəsində istilikköçürmə yolu ilə xromosferi qızdırır.*

§26. Günəşin fəal törəmələri. Günəş fəallığı və onun Yerə təsirinin bəzi təzahürləri

Günəş ləkələri, məşəlləri, flokulları, protuberansları və alışımları Günəşin fəal törəmələridir. Bunların olduğu yerlər isə Günəşin fəal oblastları adlanır.

Günəş ləkələri. Bunlar Günəşin ən xarakterik törəmələridir. Bunun səbəbləri çoxdur. Hər şeydən əvvəl ləkələr Günəşin ümumi fəallığını müəyyən edir. Ləkələr Günəş fotosferində Günəş diskində əmələ gəlir. Əvvəlcə o nöqtəvi formada olur və ləkəcik (pore) adlanır, zaman keçdikcə böyüyür, bir neçə saatdan bir neçə aya qədər ilk ləkə əmələ gələn oblastda ləkə əmələgəlmə, inkişaf etmə və yox olma prosesi davam edir. Ləkələr adətən qrup şəklində yaranırlar. Hər qrupda çox vaxt iki və daha çox ləkə olur. Qrupun sağ tərəfindəki ləkə, yəni fırlanan Günəş səthində qərb tərəfdə-irəlidə gedən ləkə baş ləkə, diskin

sol tərəfindəki ləkə, yəni arxada gedən ləkə quyruq ləkə adlanır. Baş və quyruq ləkələrin ətrafında xırda ləkələr də olur. Baş ləkə daha böyük sahəyə malik olur və ən axırda sönür. Ən böyük ləkənin xətti ölçüsü 10^5 km-ə çata bilər. Ləkələrin spektrində xətlərin Dopler sürüşməsi göstərir ki, ləkənin alt hissəsində qazlar ləkədən ayrılır, üst hissəsində isə ləkəyə daxil olurlar. Qazların bu hərəkətinin sürəti 2-3 km/san-dır. Ləkələr üçün əsas xarakterik cəhət onların güclü maqnit sahəsinə malik olmasıdır. Günəş ləkələrində maqnit sahəsinin gərginliyi bəzən 4500 E-ə çatır. Halbuki, Günəşin ümumi maqnit sahəsinin gərginliyi 1 E-dir. Yeri gəlmişkən qeyd edək ki, Günəşin ümumi maqnit sahəsinin qütblüyü vaxtaşırı dəyişir, yəni cənub qütbü şimal və şimal qütbü cənub olur. Bu göstərir ki, maqnit sahəsi Günəşin bütün dərinliklərini əhatə etmir – maqnit sahəsi Günəşin konvektiv zonası ilə əlaqədardır və vaxtaşırı müəyyən şəraitdə bu sahə maqnit borucuqları ilə Günəş atmosferinə çıxır. Ləkələrin maqnit sahəsi Zeyeman effektinə əsasən ölçülür və öyrənilir. Günəş diski mərkəzində yerləşən ləkənin maqnit sahəsinin ölçülməsi göstərir ki, Zeyeman effekti burada uzununa effektdir, yəni baxış şüası sahə istiqamətinə paraleldir. Deməli, ləkələrin maqnit sahəsi Günəş səthinə adətən perpendikulyardır. Uzununa Zeyeman effektində spektr xətti əks istiqamətli dairəvi polarizə olunmuş iki komponentə ayrılır və bunlar arasındakı məsafə (10.11) düsturu ilə hesablanır. Ləkənin maqnit sahəsinin gərginliyi ən böyük olduqda belə, komponentləri ayrılıqda müşahidə etmək mümkün deyildir. Bu komponentlər bir-birinə qovuşaraq xəttin genişlənməsi ilə nəticələnir. Polarizasiya qurğusu vasitəsilə əvvəlcə bu xəttin sol, sonra da sağ kənarı örtülür. Bu zaman görünən tərəf görünməyən tərəfə nisbətən (10.11) ifadəsinə əsasən $2\Delta\lambda$ qədər sürüşmüş olur. Bu üsulla gərginliyi bir neçə on Ersted olan sahəni ölçmək olur. Müşahidələr göstərir ki, maqnit sahəsi ləkənin mərkəzi hissəsində ən böyükdür, kənarlara doğru sahə zəifləyir. Ləkə böyüdükcə sahə monoton böyüyür. Ləkənin fotosəklindən görürük ki, onun mərkəzi hissəsi çox tutqun, kənarları isə nisbətən az tutqun və şüa quruluşudur (şəkil 35). Ləkənin ən tutqun mərkəzi hissəsi,

ləkənin nüvəsi, az tutqun kənarları isə yarım kölgəsi adlanır. Bunlar 35-ci şəkildə aydın görünür. Ləkənin nüvəsi həyəcanlanmayan fotosferdən təqribən on dəfə az parlaqdır, yarım kölgənin parlaqlığı isə ətraf fotosferin parlaqlığının $\frac{3}{4}$ hissəsini təşkil edir. Buradan Stefan-Bolsman qanununa əsasən hesablaya bilərik ki, ləkənin effektiv temperaturu, 4000–4500 K-dir, yəni Günəşin effektiv temperaturundan (5785 K-dən) xeyli kiçikdir. Buna səbəb nədir? Bu suala iki variantda cavab vermək olur. Lakin hər cavab maqnit sahəsi ilə bağlıdır. §16-dan bilirik ki,

$$\frac{H^2}{8\pi} > \frac{\rho v^2}{2}$$

lərinə perpendikulyar istiqamətdə hərəkətinə mane olur, hətta onu tam tormozlaya bilər. Konvektiv zonada enerjinin xeyli hissəsi fotosferə konveksiya vasitəsilə köçürülür.



Şəkil 35. Günəş səthi üzərində ləkə və qranullar.

Maqnit sahəsi küclü olan yerlərdə bu sahə tərəfindən konveksiya bir növ söndürüldüyündən ləkə əmələ gələn yerdə konveksiya olmur. Nəticədə ləkənin şüalandırdığı enerji konveksiya zonasından aldığı enerjidən çox olur və ləkə soyuyur, tutqun görünür. Yəni də maqnit sahəsinə bağlı olan ikinci mümkün izah ondan ibarətdir ki, konveksiyanın təsiri ilə güclü maqnit sahəsində çox intensiv alven dalğaları həyəcanlanır. Həmin dalğalar seli vasitəsilə ləkələr oblastından xromosfer və taca çoxlu enerji köçürülür. Nəticədə ləkə kiçik maqnit sahəsinə malik ətraf fotosferə nisbətən effektiv sürətdə soyuyur və

tutqun görünür.

Bilirik ki, ləkələr ancaq $\pm 40^\circ$ helioqrafik enliklər arasındakı zolaqda müşahidə olunur.

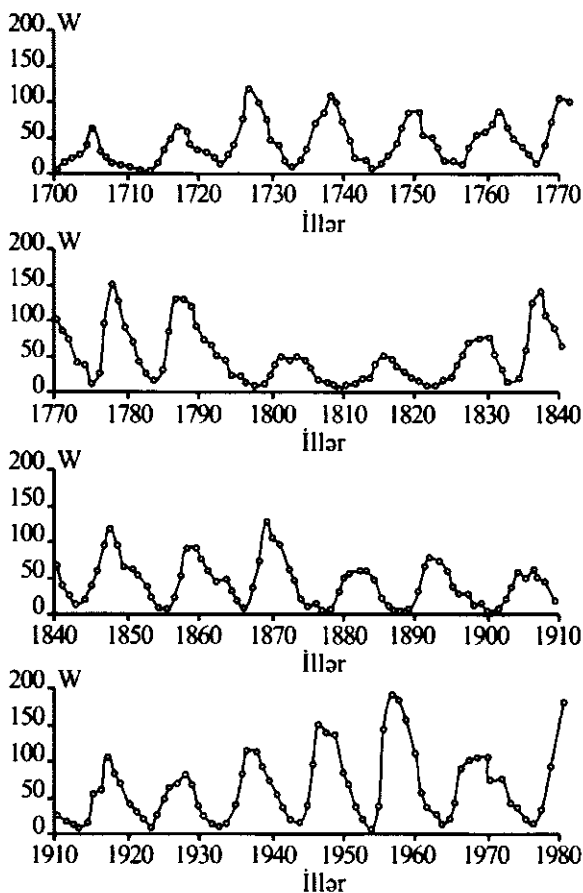
Ləkələrin XVII yüzilliyin əvvələrindən müşahidələri göstərmişdir ki, onların Günəş səthində görünməsi müəyyən qanunauyğunluğa malikdir. Ləkə əmələgəlmə fəaliyyəti W Volf ədədi ilə təyin olunur:

$$W=10g+f; \quad (26.1)$$

burada g – ləkə qruplarının sayı, f – bütün ləkələrin ümumi sayıdır. Oudur ki, Günəşdə ləkə yoxdursa (26.1)-dən $W=0$, bir ləkə varsa, onda $W=11$ olar, çünki yeganə ləkə həm bir qrup, həm də ləkənin özü hesab edilir; yaxud Günəş səthində iki ləkə qrupu, qruplardan birində 2 digərində isə 5 ləkə varsa (26.1)-dən $W=10 \cdot 2+7=27$ alarıq. Ləkəəmələgəlmə fəaliyyətindəki qanunauyğunluq aşağıdakılardır:

1. Əsri ortalaşdırmaya əsasən müəyyən edilmişdir ki, ləkələrin orta əsrlik sayı (və tutduqları sahə) 11 illik dövrlə dəyişir: Günəş fəallığının minimumunda Günəşdə aylarla heç bir ləkə müşahidə olunmaya bilər, sonra ləkələrin sayı və onların sahəsi artır, 4-5 ildən sonra maksimuma çatır və bu dövr, Günəş fəallığının maksimum dövrü adlanır. Aylarla Günəş maksimum fəallığında qalır, sonra ləkələrin sayı tədricən azalır və 6-7 ildən sonra yenidən minimum olur. 36-cı şəkildə orta illik Volf ədədinin 1700-1980-cı illər arasında dəyişməsi göstərilmişdir.

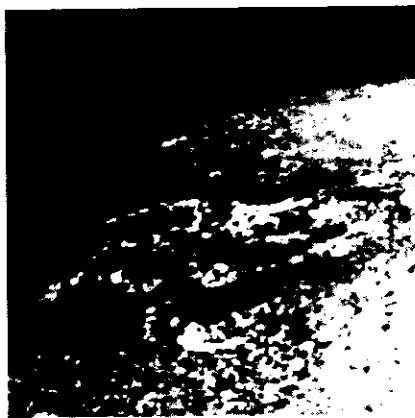
2. Günəş fəallığının hər yeni tsikli minimum mərhələdən başlayır. Tsikl ləkələrin ən böyük helioqrafik enliklərdə ($\pm 30-40^\circ$) görünməsi ilə başlayır, bundan sonra ləkələrin sayı və sahəsi artır, eyni zamanda ləkəəmələgəlmə prosesi Günəş ekvatoruna yaxınlaşır, ləkələrin maksimum sayı adətən $\pm 15^\circ$ -lik helioqrafik enliklərdə olur, sonra ləkələrin sayı azalır, eyni zamanda ləkəəmələgəlmə prosesi ekvatora tərəf sürüşür, ekvator yaxınlığında ($\pm 5^\circ$ -yədək) ləkələrin əmələgəlməsi, tsikl minimum dövrü ilə tamamlanır, sonra yeni tsikl başlayır.



Şəkil 36. Orta illik Volf ədədinin dəyişməsi.

3. Müəyyən bir tsikldə Günəşin şimal yarımkürəsində baş ləkə və onun ətrafındakı müşayiətedici kiçik ləkələr şimal qütblüdürsə, arxada gedən (quyruq) ləkə və onun ətrafındakı kiçik ləkələr cənub qütblüdür, cənub yarımkürəsində ləkələrin qütbləşməsi bunun əksinə olur. Növbəti tsikldə isə ləkələrin qütbləşməsi tərsinə dəyişir. Bu mənada Günəşin orta əsirlik tsiklini 11 illik deyil, 22 illik hesab edirlər. Ləkələrin qütblüyünün belə dəyişməsindən başqa Günəşin ümumi maqnit sahəsində də qütblüyün yuxarıda qeyd etdiyimiz dəyişməsi baş verir.

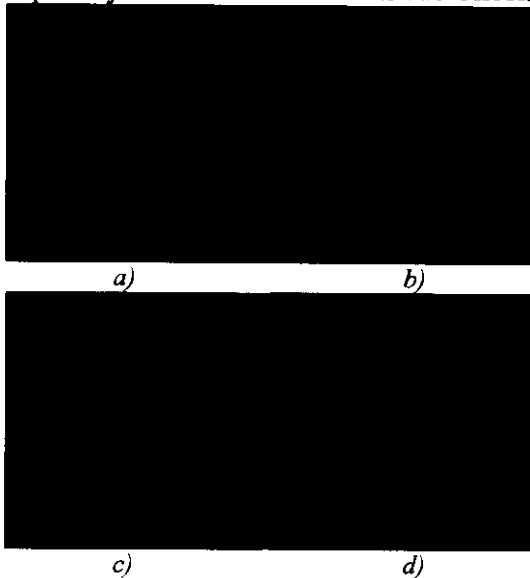
Günəş məşəlləri. Ləkə qrupları ətrafında həyəcanlanmayan fotosferə nisbətən parlaq görünən (~20%) törəmələr müşahidə olunur. Bunlar Günəş məşəlləri adlanır. Məşəllər Günəş diskinin kənarında daha böyük sahələr tuturlar. Məşəllərin yaşama müddətləri aylarla olur və bu müddətdə onların parlaqlığı çox az dəyişir. Məşəllər Günəş diskinin mərkəzi ətrafında demək olar ki, görünməzlər, diskin kənarında isə daha kəskin (kontrastla) görünürlər. Bu o deməkdir ki, fotosferin müəyyən səviyyəsində məşəllərin temperaturu qonşu həyəcanlanmamış oblastlarından 200° - 300° yüksəkdir və onlar həyəcanlanmamış fotosferdən bir qədər üstə yerləşir. Məşəllərdə maqnit sahəsi ləkələrdəkinə nəzərən zəifdir və məşəllərin əmələ gəlməsinin səbəbi də bununla bağlıdır. Belə ki, maqnit sahəsi zəif olanda bu sahə konveksiya elementlərinin üfüqi istiqamətdəki hərəkətlərinə mane olur və nəticədə bu elementlərin şaquli hərəkətləri asanlaşır, yəni konveksiya nəticəsində həyəcanlanmayan fotosfer sahələrinə daxildən daha çox enerji köçürülür və həmin sahələrin temperaturu artır, bu oblastlar ətrafla müqayisədə bir qədər parlaq görünür (şəkil 37).



Şəkil 37. Günəş məşəlləri. Şəkildə Böyük ləkə də görünür.

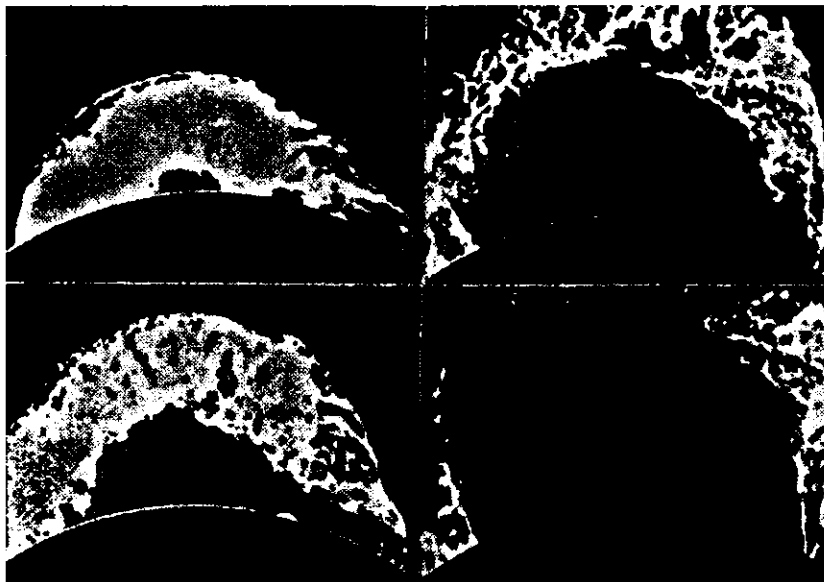
Flokullar. Ləkə qrupları və fotosfer məşəllərindən üstə həyəcanlanmamış xromosferə nisbətən parlaq oblastlar müşahidə olunur. Bunların parlaqlığı hündürlüyün artması ilə böyüyür.

Bu törəmələr flokullar adlanır. 38-ci şəkildə hidrogenin H_{α} , ionlaşmış kalsiumun K , hidrogenin L_{α} xətlərində Günəşin monoxromatik xəyalları və fotosferin ağ işıqda fotosəkli göstərilmişdir. Bunlar demək olar ki, eyni vaxtda alınmışdır. Monoxromatik əkslər ardıcıl olaraq xromosferin 2-3 min km, 5-6 min km və 8-10 min km hündürlükdə yerləşən qatlarına aiddir. Şəkildən görünür ki, hündürlük böyüdükcə flokulların sahəsi və parlaqlığı da böyüyür. Xromosfer çox seyrəkdir və kəsilməz spektrdə şüalanma üçün şəffafdır. Odur ki, o, mütləq qara cisim kimi şüalandıra bilməz. Başqa sözlə flokulların həyəcanlanmamış xromosferə nisbətən parlaq olmasını onların ətraf xromosferə nisbətən böyük temperatura malik olması ilə izah etmək olmaz, yəni burada Stefan-Bolsman qanunu tətbiq edilə bilməz. Flokulların parlaq olmasını onlarda sıxlığın ətraf xromosferə nisbətən bir neçə dəfə böyük, temperaturun isə xromosferdəki qədər və ya ondan bir qədər yüksək olması ilə izah edə bilərik.



Şəkil 38. Hidrogenin a) L_{α} , b) ionlaşmış kalsiumun K , c) hidrogenin H_{α} xətlərində Günəşin monoxromatik əksləri və fotosferin ağ işıqda fotoqrafiyası (kadrlar təqribən eyni vaxtda alınmışdır).

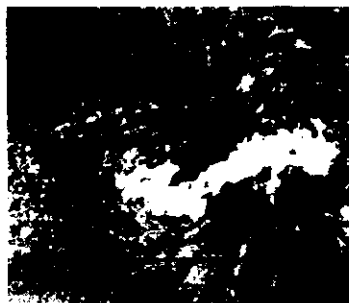
Protuberanslar. Günəşin H_{α} xəttində çəkilmiş monoxromatik əksində Günəş diskinin kənarında parlaq qaz püskürmələri müşahidə olunur (şəkil 39). Bunlar protuberanslar adlanır. Protuberanslar hidrogen xətlərində güclü şüalanmaya malikdir. Bu səbəbdən protuberanslar buraxma zolağının eni $\leq 1 \text{ \AA}$ olan və H_{α} -xəttində işləyən interferensiya-polyarizasiya süzgəcləri vasitəsilə asanlıqla müşahidə olunur. Günəş diskinə proyeksiyada protuberanslar tutqun liflər şəklində görünür. Protuberanslar bir çox növə malikdir: *sakit protuberanslar* – həftələrlə, hətta aylarla dəyişməz qalır; *eruptiv* (partlayış xarakterli) *protuberanslar* – sakit protuberansların qəflətən fəallaşması ilə başlayır, bu zaman sürətli qaz atılmaları baş verir və çox zaman belə protuberanslar tezəcə yox olur; tacda qazların kondensasiyası nəticəsində yaranan *tac protuberansları* – *fəal* protuberanslardır. Tac protuberansları əmələ gəldikdən sonra sanki bütöv bir kütlə kimi Günəş səthinə tərəf düşürlər.



Şəkil 39. Eruptiv protuberansın bir saat müddətində müşahidə olunmuş dörd halı.

Protuberanslarda maqnit sahəsi vardır. Sakit protuberanslarda maqnit sahəsinin gərginliyi $20E$ -dən $200E$ -ə qədər, erupativ protuberanslarda isə $1000E$ -ə qədər olur. Protuberansların uzunluğu $2 \cdot 10^5 km$, qalınlığı bir neçə min kilometrə çatır. Protuberansların sıxlığı tacından 100-1000 dəfə böyükdür, temperaturları isə 6-8 min dərəcədir. Tac törəmələri olan protuberanslarla indi tanış olacağımız günəş alışmaları arasında sıx əlaqə vardır.

Günəş alışmaları. Xətti ölçüləri ləkələrin ölçüsü tərtibdə (10^9 - $10^{10} sm$) və fəallığına görə ləkələrlə sinxron olan Günəş alışmaları adlanan törəmələr Günəş fəallığının ən güclü, ən parlaq təzahürüdür (şəkil 40). Günəş alışmaları onun atmosferində baş verən partlayış xarakterli qeyri-stasionar prosesdir. Ən güclü günəş alışması zamanı çox qısa vaxt ərzində (10^2 - 10^3 san.) ayrılan enerji 10^{32} erqə çatır. Müqayisə üçün qeyd edək ki, Yerdə ən güclü zəlzələ zamanı ayrılan enerji 10^{24} erqdir. Günəş alışmaları zamanı metrlik radiodalğalardan sərt qamma şüalara qədər böyük bir diapazonu əhatə edən elektromaqnit dalğaları şüalanır. Bu zaman uzaq ultrabənövşəyi və xüsusilə rentgen oblastlarda şüalanma daha güclü olur. 29-cu şəkildən gördük ki, alışma zamanı rentgen və uzaq ultrabənövşəyi oblastlarda şüalanma bu oblastlarda Günəşin adi şüalanmasından tərtiblərcə böyükdür (bir güclü alışma zamanı ayrılan enerjini bu oblastlar üç ildə şüalandırır).



Şəkil 40. Böyük Günəş alışması. Alışma oblastında ləkələr qrupu və yaxınlıqda tutqun liflər görünür.

Alışma zamanı optik oblastda şüalanma özünü əsasən parlaq xətlərdə göstərir. Belə ki, bu zaman fraunhofer xətlərində güclü şüalanma – emissiya müşahidə olunur, bəzən çox güclü alışma zamanı, o, hətta ağ işıqda – kəsilməz spektrdə görünür (bu, *ağ alışma* adlanır). Güclü emissiya hidrogenin Balmer seriyası xətlərində (birinci növbədə H -da), CaII-nin H və K xətlərində, helium və ionlaşmış helium xətlərində müşahidə olunur. Optik oblastda H_{α} -da alışma xüsusilə kəskin (kontrastlı) görünür. Bu xətdə güclü alışmanın interferensiya – polyarizasiya süzğəci vasitəsilə alınan monoxromatik xəyalından görünür ki, onun parlaqlığı həyəcanlanmamış xromosferin parlaqlığından on dəfələrlə böyükdür. Alışma spektrində hidrogenin Balmer seriyasının xətlərinin, CaII-nin H və K xətlərinin və çox sayda metal xətlərinin spektrofotometrik tədqiqinə əsasən alışmada fiziki şəraiti xarakterizə edən bir sıra parametrlər təyin olunur. Güclü günəş alışmasında hidrogen atomlarının konsentrasiyası 10^{14} sm^{-3} , sərbəst elektronların konsentrasiyası $5 \cdot 10^{13} \text{ sm}^{-3}$, temperatur $2 \cdot 10^4 \text{ K}$ olur. Hidrogen atomlarının konsentrasiyasının qiymətindən görünür ki, alışmada qazın konsentrasiyası xromosferdəkindən 100-1000 dəfələrlə böyükdür. Alışma zamanı radiodiapazonda Günəşin şüalanması milyon dəfələrlə güclənir, elektromaqnit şüalanması ilə yanaşı relyativist elektronlar, proton, alfa zərrəcik və ağır nüvələrdən ibarət kosmik şüalar seli yaranır. Hər bir orta güclü alışma zamanı (1000-2000)km/san sürətə malik yüklü zərrəciklər selinin yaranması adi hadisədir; bu selə korpuskulyar sel deyilir. Nəhayət alışma zamanı tacda və planetlərarası fəzada çox güclü zərbə dalğaları yayılır, alışma oblastlarından planetlərarası fəzaya çox isti və böyük kütləli qaz topaları atılır. Zərbə dalğalarının çox güclü alışma zamanı daşdığı enerji 10^{32} erqə, atılan qazların kütləsi isə 10^9 tona çatır. Aydınır ki, bütün bunlarla yanaşı Günəşin maqnit sahəsi də planetlərarası fəzaya nüfuz edir. Bütün bu proseslər o qədər güclü olur ki, onların izləri Yupiter planetinin orbitinə qədər çatır. Yer nisbətən Günəşə yaxın olduğundan alışmanın təzahürləri yerətrafi kosmik fəzada və bilavasitə Yerdə özünü daha kəskin göstərməlidir; Günəş alışmaları za-

manı yaranan güclü ultrabənövşəyi şüalanma yer atmosferinin yuxarı qatlarında – ionosferdə əlavə güclü ionlaşmaya səbəb olur, nəticədə ionosferdə sərbəst elektronların konsentrasiyası artır, xüsusilə 15-60 metr qısa dalğalarda radorabitə və həmçinin televiziya verilişləri, radiolokasiyanın işləmə qabiliyyəti pozulur. Alışma zamanı (həmçinin böyük ləkə Günəşin mərkəzi meridianından keçəndə) Yerə çatan korpuskullar seli daha güclü olur və bu, yerin maqnit sahəsini sarsıdır, qütb parıltılarına səbəb olur. Geomaqnit sarsıntıları qaz və neft kəmərlərinin elektrokimyəvi korroziyasını gücləndirir. Alışmalar çox müşahidə olunan vaxt güman ki, yer atmosferinin hava rejimini müəyyən edən dinamikasında dəyişiklik baş verir.

Alışma törəmələri olan şüalanma formaları Yerin biosferinə ciddi təsir edir. Bir neçə misal: son 3000 ildə ağac qalıqlarının tədqiqi göstərir ki, onların gövdəsinin enli halqaları Günəş fəallığının maksimumu dövrünə uyğun gəlir; bu göstərir ki, Günəş fəallaşanda ağacların böyüməsi də fəallaşır; tarixi sənədlər göstərir ki, çuma, vəba, skarlatina və difteriya kimi xəstəliklər əsasən fəal günəş dövrünə təsadüf edilir; alışma zamanı ürək-damar xəstəlikləri 3-5 dəfə kəskinləşir; Günəşin maksimum fəallığı dövründə mədədə duz turşusunun konsentrasiyası azalır; Günəş fəallığının maksimum dövründə qanın kənar hissəcikləri və mikrobları həll etmək qabiliyyəti 30% aşağı düşür, nəticədə insan bədəninin xəstəliklərə qarşı müqaviməti zəifləyir (orqanizmin mübarizə-immun qüvvəsi zəifləyir). Güman edilir ki, alışmaların insan orqanizminə təsir təzahürləri Yerin maqnit sahəsinin sarsınmalarının güclənməsi ilə əlaqədardır.

Çox güclü günəş alışması zamanı ayrılan kosmik, rentgen və qısa ultrabənövşəyi şüalanma seli yerətrafi fəzada canlı orqanizm üçün çox təhlükəlidir. Odur ki, kosmonavtların uçuşu dövründə belə alışmaların düzgün proqnozunu vermək çox vacibdir.

Nəhayət günəş alışmaları Yerdə yaradılması mümkün olmayan genişmiqyaslı fiziki laboratoriyadır. Bu təbii laboratoriyada çox isti (10^8K) plazma, çox böyük enerjiyə (yüzlərlə meqaelektronvolt) malik protonlardan və başqa nüvələrdən ibarət

kosmik şüalar, on minlərlə meqaelektronvolt enerjiyə malik relyativist elektronlar, çox güclü zərbə dalğaları, güclü maqnit sahəsi, bir sözlə plazma fizikası ilə bağlı mürəkkəb nə varsa hamısını özündə cəmləşdirən və çox mürəkkəb fiziki proseslərlə zəngin bir şərait vardır. Odur ki, alışımları öyrənməyin fundamental elmi əhəmiyyəti çox böyükdür.

Alışma necə yaranır, onun şüalanma mexanizmləri nədir, alışımların planetlərarası fəzada, o cümlədən Yerdə yaratdığı fəsadların mexanizmi tam aydındırımı? Bu üç əsas suala hələlik tam və birqiymətli cavab tapılmayıb. Lakin alışmaya bağlı hər üç problem üzrə çoxlu və maraqlı nəticələr alınmışdır. Alışımlar güclərinə, xarici görüşlərinə, zamandan asılılıqlarına və müxtəlif şüalanmalarda nisbi roluna görə bir-birlərindən o qədər fərqlənir ki, onların "standart şəklini" təsvir etmək sadəcə olaraq mümkün deyildir. Bu səbəbdən də alışmanın hələ birqiymətli tam real nəzəriyyəsi yoxdur. Lakin bir məsələ tamamilə aydındır-alışımlar (həmçinin digər qeyri-stasionar günəş törəmələri) maqnit qüvvələri təsirinin nəticəsidir. Buraya onu da əlavə edək ki, alışımlar adətən güclü və xususiylə mürəkkəb quruluşlu maqnit sahəsinə malik ləkə qrupunun üstündə əksqütblü sahələr arasında əmələ gəlir. Bilavasitə alışmadan azacıq əvvəl əksqütblü böyük ləkələr arasında (yəni baş və quyruq ləkə arasında) kiçik ləkə (peyk) yaranır; alışmaya bir saat qalmış ləkə qrupu üzərindəki protuberans sönməyə başlayır, yarım saat sonra bu protuberansda rəqsi hərəkətlər müşahidə olunur. Protuberansın alt tərəfi onun maddəsində donmuş maqnit sahəsi ilə birlikdə aşağı düşür və peyk ləkədən qalxan əks qütblü maqnit sahəsi ilə rastlaşır. Müxtəlif istiqamətli maqnit qüvvə xətləri bu yolla kəşisir. Bu sıxılma oblastında maqnit sahəsinin anniqilyasiyası baş verir, yəni əks istiqamətli sahələr bir-birini qarşılıqlı yox edir. Əvvəlcədən toplanan maqnit enerjisinin bu cür anniqilyasiyasından sonra alışmanın yuxarıda haqqında bəhs etdiyimiz enerji formaları yaranır.

Əlbəttə, alışmadan əvvəl maqnit enerjisinin yuxarıda göstərdiyimiz yolla toplanması və anniqilyasiyası yeganə yol olmaya bilər. Alışma əmələgəlmənin başqa bir mexanizmin də

olduğu güman edilir. Alışma, konveksiya zonasında maqnit borusunun şaquli hissəsinin burulduğu oblastda bu burulmanı açmağa çalışın burulğan nəticəsində yarana bilər. Bu halda alışma enerjisi və alışma ilə əlaqədar hadisələrin mənbəyi qravitasiya enerjisi və maqnit sahəsinin azimutal komponentinin enerjisi olur. Bu enerjilər burulmuş maqnit borusunun açılması zamanı azad olmalı və bu açılma maqnit borularının fotosferin altında dərin konveksiya zonasından günəş atmosferinə çıxması ilə nəticələnməlidir. Günəş atmosferində çıxan bu maqnit borularının qravitasiya enerjisi alışma zamanı ayrılan ən böyük enerjini-planetlararası zərbə dalğalarının enerjisini (10^{32} *erg*) təmin edə bilər. Maqnit borularının açılması nəticəsində azimutal maqnit sahəsinin disipasiyası alışmanın şüalanma enerjisi və dinamikasında mənbə rolu oynaya bilər.

Yuxarıda deyilənlərə yekun vurmaqla mühüm bir cəhəti qeyd etmək lazımdır. Alışmanın baş verdiyi lap ilk anlarda bu mürəkkəb fiziki hadisəyə güclü nöqtəvi partlayış nəzəriyyəsini tətbiq etmək olur. Məhz bu nəzəriyyədə alışmanın ayrı-ayrı sıx və isti liflərdən ibarət olmasının səbəbləri izah edilir, və istilik dayanaqsızlığının səciyyəvi olması sübut olunur.

Alışma zamanı yaranan kosmik şüalarda 2H və 3H izotoplarının (deyterium və tritiumun) miqdarı həyəcanlanmayan günəş atmosferində olduğundan xeyli çoxdur. Bu göstərir ki, alışma zamanı istilik – nüvə reaksiyaları baş verə bilər (bu zaman helium, litium, berillium və borun izotopları da yarana bilər).

Alışma zamanı ilk saniyyələrdə tacın hadisəyə bağlı oblastında temperatur bir neçə on milyon dərəcəyə qədər qalxır. Odur ki, bu oblastlar, $\lambda > 3 \text{ \AA}$ dalğalarda qısa müddətli istilik mexanizmlili rentgen şüalanması mənbəyi ola bilər. $\lambda < 3 \text{ \AA}$ dalğalarda rentgen şüalanması və ümumiyyətlə alışmaların çox güclü rentgen şüalanması və həmçinin radiopüskürmələr adlanan radioşüalanması – sporadik radioşüalanma ancaq qeyri istilik mexanizmi ilə izah edilməlidir. Çünki bunlar istilik şüalanması mexanizmi ilə olsaydılar ağılaşmaz (10^{12} - 10^{13} dərəcə) temperatur tələb olunardı. Alışmadan bir neçə dəqiqə sonra bir neçə Anqstrem dalğa uzunluqlarında güclü rentgen şüalanması-

nın mexanizmi alışma nəticəsində yaranan böyük enerjili relyativist elektronların maqnit sahəsində şüalanması, yəni sinxrotron mexanizmi ola bilər; burada başqa bir mexanizm güman ki, kosmik şüaların sürətli elektronlarının xromosfer zərrəcikləri ilə toqquşmasıdır; nəhayət burada tərsinə Kompton effekti də qeyri-istilik şüalanma mexanizmi rolunu oynamaq imkanına malikdir. Radiopüşkürmələrin mexanizmi isə kosmik şüaların tacdan keçməsi nəticəsində tac plazmasının radiopüşkürmələrin tezliyinə bərabər tezliklə rəqs etməsi ilə bağlıdır. Bu halda tezlik (16.2) düsturundan tapılır. Tac üçün xarakterik olan elektron konsentrasiyası və onun hündürlükdən asılı olaraq dəyişməsinə (16.2)-də nəzərə alsaq görürük ki, radiopüşkürməyə səbəb olan fiziki proses taca doğru hərəkət edirsə, zaman keçdikcə radiopüşkürmə uzun dalğalara tərəf sürüşməlidir; alışmalarla bağlı radiopüşkürmələr məhz metrlik dalğalarda daha güclü olur və püşkürmə əvvəlcə nisbətən qısa dalğalarda, zaman keçdikcə isə daha uzun dalğalarda müşahidə olunur. Xüsusilə radiodalğalarda sinxrotron mexanizm əsas rol oynamalıdır.

Günəş fəallığı və onun törəmələri ilə tanışlıqdan gördük ki, burada əsas rolunu maqnit sahəsi ilə Günəş plazmasının qarşılıqlı təsiri oynayır. Lakin günəş fəallığının fiziki nəzəriyyəsi hələlik məlum deyildir; bu haqda yalnız bir sıra fərziyyələr vardır. Bəzi fərziyyələrə görə fotosferdə daim müşahidə olunan zəif maqnit sahəsi vaxtaşırı müəyyən oblastlarda güclənə bilər. Buna səbəb isə bu oblastlardan altıda konvektiv hərəkətlər nəticəsində maqnit sahəsinin qüvvə xətlərinin mürəkkəbləşməsi və bu mürəkkəbləşmənin bir təzahürü qüvvə xətlərinin kəlfələşməsi ola bilər. Başqa hipotezə görə maqnit sahəsinin güclənməsi, Günəşin diferensial fırlanmasının nəticəsində ola bilər; belə fırlanma nəticəsində meridian üzrə istiqamətlənən qüvvə xətləri ekvatora paralelləşməklə fırlanma zamanı maqnit boruları yarada bilər. Güclənən maqnit sahəsinə malik oblastlar maqnit təzyiqi ilə genişləndə yüngülləşdiklərindən konveksiya zonasından üst qatlara çıxaraq günəş fəallığının müxtəlif törəmələrinin yaranmasına səbəb ola bilər.

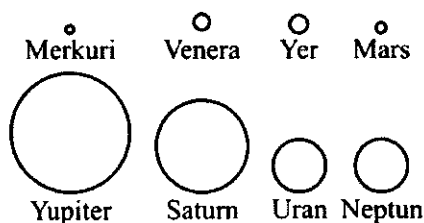
IV FƏSİL. GÜNƏŞ SİSTEMİ CİSİMLƏRİNİN FİZİKASI

I HİSSƏ. BÖYÜK PLANETLƏR

§27. Ümumi məlumat

Bir sıra xüsusiyyətlərinə görə böyük planetlər iki qrupa bölünür: 1) Yer tipli planetlər; 2) Yupiter tipli, yaxud nəhəng planetlər. Yer tipli planetlər qrupuna Merkuri, Venera, Yer və Mars daxildir; nəhəng planetlər qrupuna daxil olan planetlər Yupiter, Saturn, Uran və Neptundur. Məlumdur ki, 1930-cu ildə kəşf olunmuş Pluton 2007-ci ildən böyük planetlər siyahısından çıxarılaraq asteroidlər – kiçik planetlər siyahısına daxil edilmişdir.

41-ci şəkildə planetlərin nisbi ölçüləri sxematik təsvir olunmuşdur.



Şəkil 41. Planetlərin nisbi ölçülərinin sxematik təsviri.

Yer qrupuna daxil olan planetlər nisbətən kiçik ölçüyə, kiçik kütləyə, böyük sıxlığa, ləng oxətrafi fırlanmaya, bərk səthə malikdirlər. Bu planetlərin kimyəvi tərkibləri Günəşinkindən və ümumiyyətlə, orta kosmosun kimyəvi tərkibindən tamamilə fərqlidir: bu planetlərdə hidrogen, helium (və başqa təsirsiz qazlar) çox azdır. Kimyəvi tərkib və daxili quruluşuna görə Ay, Yer qrupuna daxil olan planetlərə bənzəyir. Yer qrupuna daxil olan planetlərdən ən böyüyü Yer, ən kiçiyi Merkuri-dir.

Nəhəng planetlər böyük ölçüyə, böyük kütləyə, kiçik sıxlığa, oxətrafi böyük fırlanma sürətinə malikdirlər. Yer qrupuna

daxil olan planetlərin kimyəvi tərkibindən kökündən fərqlənirlər. Yupiter və Saturnda hidrogen və heliumun faizlə miqdarı Günəşdəki kimidir; digər nəhəng planetlərinki də güman ki, belədir; lakin bunlarda ağır elementlərin nisbi miqdarı bir qədər çox ola bilər. Nəhəng planetlərdən ən böyüyü Yupiter, ən kiçiyi Urandır. Yupiter, Saturn və Uranın çoxlu sayda kiçik ölçülü bərk hissəciklərdən ibarət halqaları vardır.

Kosmik texnikanın tətbiqinə qədər planetləri Yerdən öyrəndirdilər. İndi Yer rəsədxanaları ilə yanaşı planetlərin tətqiqində kosmik texnikadan geniş istifadə olunur. Bu texnika Yeri kosmosdan öyrənməkdə də əhəmiyyətli vasitəyə çevrilir.

Daha dəqiq üsullarla planetlərin, həmçinin Günəş sisteminin başqa cisimlərinin tətqiqinin genişlənməsi nəticəsində onlar haqqında əldə edilən məlumatlar və alınan nəticədə də genişlənir və dəqiqləşdirilir. Bunu nəzərə alaraq, bu fəsildə planetlər barədə qəti müəyyən edilmiş dəlillər və nəticələr şərh ediləcəkdir.

§28. Yer planet kimi

Merkuri və Veneradan sonra Yer Günəşdən uzaqlığına görə üçüncü planetdir. Bilirik ki, Yerin Günəşdən aldığı istilik enerjisinin miqdarı Günəş sabiti ilə təyin olunur. Məlumdur ki, Yer atmosferindən üstə bir astronomik vahid məsafədə kənarında Günəş şüalarına perpendikulyar qoyulmuş müstəvi lövhənin bir kvadrat santimetr sahəsinə bir dəqiqədə düşən enerjinin miqdarı Günəş sabitidir. Günəş sabiti $1,96 \text{ kal}/(\text{sm}^2 \cdot \text{dəq})$, yaxud $1,37 \cdot 10^6 \text{ erq}/(\text{sm}^2 \cdot \text{san}) = 1370 \text{ Vt}/\text{m}^2$ -dir.

Yerin formasının basıq sferoid qəbul edildiyini bilirik. Yerin suni peykləri vasitəsilə aparılan tədqiqatlar Yerin ölçülərini daha da dəqiqləşdirməyə imkan vermişdir: Yerin ekvatorial radiusu $R_e = 6378,140 \text{ km}$, qütb radiusu $R_q = 6356,755 \text{ km}$, basıqlığı $\alpha = (R_e - R_q)/R_e = 1:298,257$ -dir, Yerin orta radiusu $R_o = 6371 \text{ km}$ -dir. Yer, qütblərindən keçən ox ətrafında $P_o = 23^m 56^h 04^s = 86164$ san dövrlə fırlanır, eyni zamanda

$T_o=365^d$, 2564 dövrlə fırlanma istiqamətində Günəşin ətrafında dolanır. Yer in bu hərəkəti və onun fırlanma oxunun orbit müstəvisinə, yaxud ekliptikaya meyilli ($66^\circ34'$) olması Yerdə fəsillərin bildiyimiz qaydada əmələ gəlməsinə səbəb olur. Yer fəsillərinin məlum dəyişməsi planetimizdə normal istilik rejiminin yaranmasını təmin edir.

Yerin kütləsinin

$$m = g_o R_e^2 / G = 5,98 \cdot 10^{24} \text{ kq}$$

olduğunu bilirik; burada $g_o=981,4 \text{ sm/san}^2=9,814 \text{ m/san}^2$ -Yerin ekvatorunda qravitasiya təcili, R_e –Yerin ekvatorial radiusudur.

Bilirik ki, Yer in səthində ağırlıq qüvvəsinin təcili qravimetriya üsulu ilə təyin olunur. Burada rəqqaslı cihazlardan istifadə olunur; uzunluğu l olan rəqqasın rəqs periodu τ mümkün qədər böyük dəqiqliklə ölçülür və

$$g = 4\pi^2 l / \tau^2$$

düsturundan ağırlıq qüvvəsinin təcili tapılır. Aydındır ki, ağırlıq qüvvəsinin təcili g qravitasiya təcilindən bir qədər kiçik olmalıdır, çünki bu təcil Yer in fırlanması nəticəsində g_c mərkəzdənqaçma təcili qədər zəifləməlidir. Qravimetriya ölçmələrindən Yer in ekvatorunda ağırlıq qüvvəsi təcili üçün $g=g_o=978,0 \text{ sm/san}^2$ alınmışdır, digər tərəfdən Yer in ekvatorunda mərkəzdənqaçma təcili

$$g_{oc} = \frac{v_o^2}{R_e} = \frac{4\pi R_e}{P_o^2} = 3,4 \text{ sm/san}^2$$

dir.

Buradan Yer in ekvatorunda qravitasiya təcili üçün

$$g_o = g_o + g_{oc} = 978,0 + 3,4 = 981,4 \text{ (sm/san}^2)$$

alırıq.

Yer in şimal qütbündə ağırlıq qüvvəsi təcilini ilk dəfə E.K.Fyodorov, dreyf edən "Şimal qütb" stansiyasında ölçmüş və $g_{90}=983,3 \text{ sm/san}^2$ almışdır. Yer in istənilən φ enliyində qravitasiya təcili

$$g_\varphi = g_o + (g_{90} - g_o) \sin^2 \varphi \quad (28.1)$$

olar. $g_{90} - g_o = 983,3 - 978,0 = 5,3 \text{ sm/san}^2$ (təcillər fərqlinin təqribən

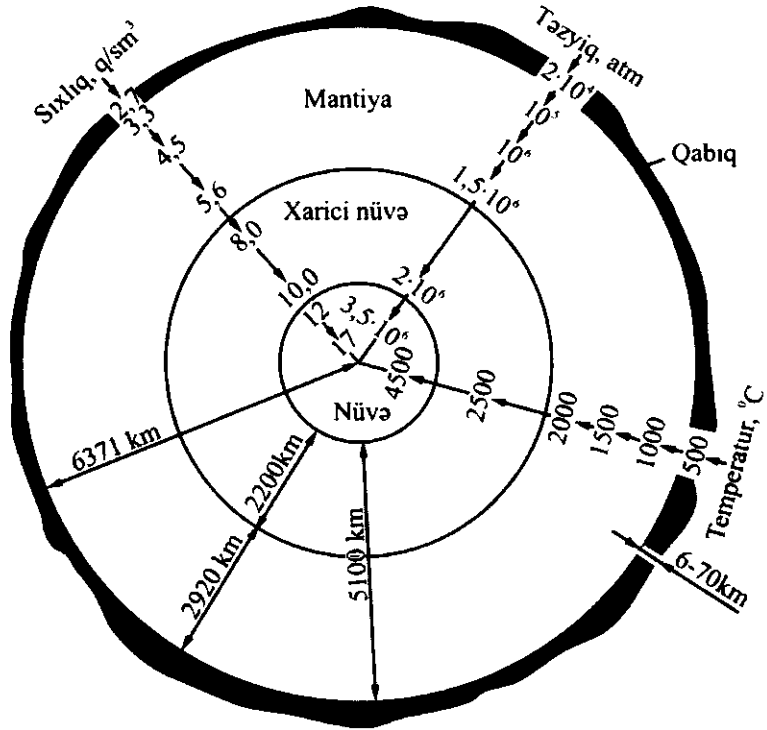
2/3-si ($3,4 \text{ sm/san}^2$) mərkəzdənqaçma qüvvəsi hesabına, qalanı isə Yer in qütblərdən basıqlığı hesabına yaranır).

Yer in daxili qatlarında kütlələrin qeyri-bərabər paylanması, dağ massivləri və dərin çökəkliklərin olması, həmçinin müxtəlif faydalı qazıntıların paylanması nəticəsində hər bir enlikdə ölçülən g'_φ (28.1) düsturundan alınan g_φ -dən fərqlənə bilər. $\Delta g_\varphi = g'_\varphi - g_\varphi$ qravitasiya anomaliyası adlanır. $\Delta g_\varphi > 0$ şərti göstərir ki, o yerdə metal filizi yataqları ola bilər, $\Delta g_\varphi < 0$ şərti ödənən yerdə neft və qaz yataqlarının olduğunu güman etmək olar. Geofizika üsulu ilə faydalı qazıntıların axtarılmasında qravimetriya üsulundan geniş istifadə olunur.

Yer in məlum kütlə və həcminə əsasən onun orta sıxlığı üçün $5,52 \text{ q/sm}^3$ alınır. Yer in üst qatının, yəni Yer qabığının sıxlığı $2,70 \text{ q/sm}^3$ -dir. Yer in üst qatının sıxlığının onun orta sıxlığından kiçik olması göstərir ki, Yer in daxili qatlarına doğru onun sıxlığı böyüyür. Yer in səthinin ümumi sahəsi $510,07 \cdot 10^6 \text{ km}^2$ -dir, bunun 29,2%-ni quru, 70,8%-ni su təşkil edir. Yer fiziki xüsusiyyətlərinə görə müxtəlif qatlardan ibarətdir. Yer in daxili qatları haqqında məlumatlar geofizika-seysmologiya üsulları ilə əldə edilir; Yer in dərin qatlarında süni partlayışlar və həmçinin zəlzələlər vaxtı yaranan elastiki dalğaların Yer in təkində yayılmasını öyrənməklə dərin qatlara aid nəticələr alınır.

42-ci şəkildə Yer in daxili quruluşunun sxemi göstərilmişdir. Bu şəkildən görüldüyü kimi Yer üst qatdan – yer qabığından, mantiyadan, xarici nüvədən və nüvədən ibarətdir. materikdə yer qabığının qalınlığı $35-70 \text{ km}$, okean dibində $6-10 \text{ km}$ -dir. Yer qabığının $5-7 \text{ km}$ üst qatı silisium oksidindən, alüminiumdan, dəmirdən və qələvi metallardan ibarətdir. Yer qabığının qalınlığı $35-40 \text{ km}$ olan orta hissəsi qranitdir və bunun bir qismi bəzi yerlərdə üstə çıxır; 30 km -ə qədər qalınlığı olan daha dərin alt qabıq bazaltından ibarətdir. Yer in daxilində temperatur dərin qatlara keçdikcə böyüyür: 3 km dərinliyədək hər 100 m -də temperatur 1° , daha dərin qatlarda $2^\circ-2,5^\circ$ artır və 10 km dərinlikdə temperatur 180°C -dir. Belə yüksək temperatur

Yerin isti təkindən onun səthinə doğru xeyli miqdarda istiliyin keçməsi ilə əlaqədardır. Qazılan dərin quyularda helium, hidrogen, azot, metan və başqa karbohidrogenlər, həmçinin brom, yod və ağır metallar vardır.



Şəkil 42. Yerın daxili quruluşunun sxemi.

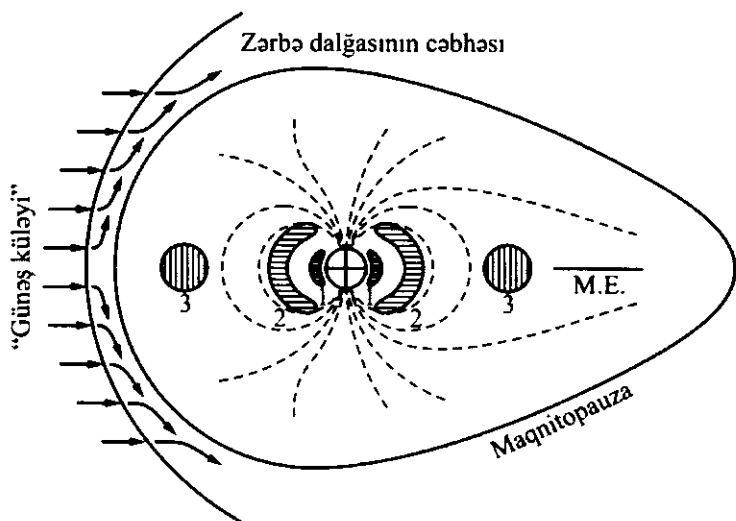
Yer qabığından altda mantiya adlanan qat yerləşir. Mantiyanın qalınlığı 2900 km-dir. Mantiya bazalt və silikatlardan ibarətdir. Zəlzələ və vulkanların "yuvası" mantiyada yerləşir. Mantiyanın alt hissəsində sıxlıq 5,6 q/sm^3 -dir. Ondən altda qalınlığı 2200 km olan xarici nüvə yerləşir. Mantiyadan xarici nüvəyə keçən kimi sıxlıq dərhal böyüyür (8 q/sm^3 -dən 10,0 q/sm^3 -dək). Burada temperatur 2000°C-dən 4500°C-dək artır, təzyiç 1,5 · 10⁶atm-dən (1,5 · 10⁹ HPa-dən) 2 · 10⁹ atm (2 · 10⁹ HPa)-dək

böyüyür. Xarici nüvə maye halındadır və elektrikkeçiriciliyi böyükdür. Xarici nüvədən altda daxili nüvə yerləşir. Daxili nüvənin radiusu 1250 km-dir, bərkdir, mərkəzində temperatur 8000-9000°C-ə çatır, təzyiq $3,5 \cdot 10^6 \text{ atm}$ ($3,5 \cdot 10^9 \text{ HPa}$), sıxlıq 12-dən 17 q/sm^3 -dək qiymətləndirilmişdir.

Xarici nüvənin elektrik keçiriciliyinə malik olması və orada elektrik cərəyanının olması Yer in maqnit sahəsinin yaranma səbəblərini tapmağa imkan verir. Doğrudan da, dinamomexanizmə görə maqnit sahəsi xarici maye nüvədə hidrodinamik hərəkətlər nəticəsində yarana bilər. Belə ki, nüvə xeyli isti və kifayət qədər elektrik keçiriciliyinə malik olduğundan, nüvədə ilk vaxtlar az da olsa maqnit sahəsi olmuşsa, bu sahə keçiriciliyə malik maye sellə kəşisəndə elektrik cərəyanı əmələ gəlməlidir. Elektrik cərəyanı maqnit sahəsi yaratmalı, keçirici mayenin əlverişli hərəkəti nəticəsində isə bu sahə ilkinbaşlanğıc maqnit sahəsini gücləndirilməlidir. Bu isə öz növbəsində qeyd olunan cərəyanın güclənməsinə səbəb olmalıdır. Cərəyan şiddətinin böyüməsi nəticəsində coul istiliyi hesabına ayrılan enerji hidrodinamik hərəkətlər hesabına sərf olunan enerji ilə tarazlaşanaq bu cür qarşılıqlı güclənmə davam etmişdir.

Yer in maqnit sahəsi və Günəşin korpuskulyar şüalanmasının təzahürləri özlərini yerətrafi fəzada Yer in *maqnitofərinin* yaranmasında göstərir. Maqnit sahəsi olan göy cisminin-məsələn, planetin maqnitoferi olur və planetin atmosferə malik olub-olmamasının maqnitofərin yaranmasında rolu yoxdur. *Maqnitofərlə planetətrafi fəzadır ki, Günəşin yüklü zərrəcikləri bu fəzanın maqnit sahəsində "idarə" olunur.* Yer in maqnitofərinin oxu Yer in fırlanma oxu ilə 11° , 5 bucaq əmələ gətirir və Yer in mərkəzindən 450 km məsafədən keçir. Maqnitofərin oxunun Yer in səthi ilə kəşimə nöqtələri geomaqnit qütblər adlanır. Hər iki qütbün vəziyyəti, demək olar ki, dəyişməzdir: şimal geomaqnit qütbünün coğrafi koordinatları $\varphi = +79^\circ$, $\lambda = 110^\circ$ - dir. Aydınır ki, geomaqnit ekvator coğrafi ekvatorla $11^\circ 5$ -lik bucaq əmələ gətirir. Geomaqnit ekvator da maqnit sahəsinin gərginliyi $0,31E$, geomaqnit qütblərdə $0,62E$ -dir.

43-cü şəkildə Yerin maqnitosferi təsvir olunmuşdur. Kosmik tədqiqatlar göstərir ki, yer maqnitosferi böyük ölçüyə malikdir. Maqnitosfer günəş küləklərinin düzxət boyunca hərəkət etməsinə mane olur, günəş küləkləri isə öz növbəsində maqnitosferi bir qədər sıxır, onun ölçülərini Günəş tərəfdə məhdudlaşdıraraq bu oblastı radiusu 70000 km olan sferaya bənzədir. 450 km/san sürətə malik olan günəş küləyi maqnitosferi yanlardan da sıxır. Günəşdən əks tərəfdə Yerin maqnitosferi 120000 km-ə qədər uzanaraq onun quyruğunu əmələ gətirir. Yerin maqnitosferinin sərhədi maqnitopauza adlanır.



Şəkil 43. Yerin maqnitosferi və radiasiya qurşaqları (⊕-maqnit qüvvə xətləri ilə birlikdə Yerdə); radiasiya qurşaqları: 1-daxili zona, 2-orta zona, 3-xarici zona, yaxud həlqəvi cərəyan (ME-maqnit ekvatorudur).

Günəş kosmik şüalarının 10^3 MeV-dən böyük enerjili yüklü zərrəcikləri maqnitosferə nüfuz edərək yer atmosferinin yuxarı qatlarında atmosfer zərrəcikləri ilə qarşılıqlı təsir nəticəsində ikinci kosmik şüaların əmələ gəlməsinə səbəb olur. Günəş küləyinin 100eV-dan 10^2 MeV-ə qədər enerjiyə malik elektron və protonları maqnitosferdə spiralvari trayektoriyalar boyunca hərəkət edərək geomaqnit ekvatoru ətrafında qalın halqa əmələ

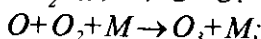
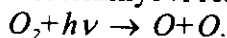
gətirir ki, buna Yerin radiasiya qurşağı deyilir. Zərrəciklərin enerjisindən asılı olaraq onlar maqnitosferin müəyyən dərinliyinə qədər nüfuz edə bilər. Bu səbəbdən ümumi qurşaq şərti olaraq radiasiya qurşaqlarına ayrılır: *daxili* (yerin səthindən 2400-5600 km hündürlükdə), *orta* (12000-24000 km hündürlükdə) və *xarici qurşaq*, yaxud *dairəvi cərəyan zonası* (50000-60000 km hündürlükdə); axırncı qurşaq nisbətən kiçik enerjili elektronlardan ibarətdir. Radiasiya qurşağının hündürlük və qalınlıqları Günəş küləyinin təsiri ilə dəyişir, məhz bu səbəbdən də yuxarıdakı bölgü tamamilə şərtidir. Günəş küləyi Günəş fəallığından asılıdır. Günəş fəallığının maksimum dövründə Günəş küləyi güclənir. Odur ki, Yerin radiasiya qurşaqları da Günəş fəallığından asılıdır. Belə ki, fəallığın maksimum dövründə radiasiya qurşaqları qalınlaşır və fəallaşır. Geomagnit qütblərində Günəş plazması (küləyi) maqnit qüvvə xətləri boyunca sərbəst hərəkət edir və Yer şimal (eləcə də cənub) coğrafi qütblərinin ionlaşmasını gücləndirir. Qütb parıltıları da məhz bu səbəbdən əmələ gəlir. Güclənən Günəş küləyi eyni zamanda Yerin maqnit sahəsini sarsıdaraq maqnit fırtınaları törədir.

İndi Yer atmosferi ilə qısa tanış olaq. Yer qaz örtüyünə onun atmosferi deyilir. Yer atmosferinin 78,1%-i azot molekullarından, 20,9%-i oksigen molekullarından, 0,9%-i arqondan, 0,03%-i karbon qazından və çox cüzi hissəsi neon, helium, hidrogen, metan, amonyak, kükürd oksidi, ozon və başqa qazlardan ibarətdir. Bu tərkib 100-120 km hündürlüyədək qalır, çünki bu hündürlüyədək atmosfer qazları bir-birinə qarışır. Yuxarı hündürlüklərdə kimyəvi tərkib dəyişir. Su buxarının miqdarı temperaturdan asılı olub, qütblərdə ən az (~0,2%), ekvator da ən çoxdur (~3%). Yer atmosferinin kütləsi $5,157 \cdot 10^{15}$ tondur, yəni Yer kütləsindən ($5,98 \cdot 10^{21}$ ton) təqribən milyon dəfə kiçikdir. Yer atmosferini dörd əsas qatdan ibarət hesab etmək olar: *troposfer*, *stratosfer*, *mezosfer* və *termosfer* (yaxud *ionosfer*).

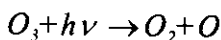
Troposfer atmosferin Yer səhlinə qovuşan-yerüstü qatıdır. Troposferin qalınlığı coğrafi enlikdən asılı olaraq dəyişir: ekva-

torda troposfer ən qalın (~18km), qütblərdə isə ən nazikdir (~12 km). Troposferdə temperatur -55°C-dək, təzyiq 0,026 atm (26 HPa)-dək azalır. Atmosfer kütləsinin 80%-i və su buxarının, demək olar hamısı troposferdə toplanmışdır. Troposferdə orta nisbi molekulyar kütlə 28,8-dir.

Troposferdən üstə 50-55 km hündürlüyədək stratosfer yerləşir. Stratosferin aşağı nazik qatında Yerin səthindən 20-30 km hündürlükdə ozon (O₃) qatı yerləşir. Əslində ozon yer atmosferinin daha geniş qatında mövcuddur. Lakin ozonun əsas hissəsi Yerin səthindən məhz 20-30 km hündürlüklər arasındakı qatdır. Ozonun miqdarına gəlincə, ümumiyyətlə, onun miqdarı çox az – cəmi 10⁻⁶-10⁻⁵%-dir. Ozonun molekulyar çəkisini də nəzərə almaqla onun faizlərlə bu miqdarı normal təzyiq və temperaturda qalınlığı cəmi 3 mm olan ozon qatına ekvivalentdir. Ozon qatında şərait elədir ki, burada aşağıdakı ekzotermik, yəni istilik ayrılması ilə nəticələnən fotokimyəvi reaksiyalar gedir:



burada *M*-reaksiyada iştirak edən üçüncü molekuldur. Beləliklə, Günəşin müvafiq ($\lambda \leq 2424 \text{ \AA}$) *hν* kvantlarının təsiri ilə oksigen molekulu iki oksigen atomuna parçalanır, sonra oksigen molekulu, atomu və üçüncü molekulun qarşılıqlı təsiri ilə ozon əmələ gəlir. Ozon, Günəşin 2000-3000 Å dalğa uzunluğundakı ultrabənövşəyi şüalarını udaraq oksigen molekulu və atomuna parçalanır:

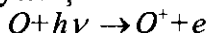


Bu zaman udulan enerji hesabına stratosfer qızır. Stratosferin yuxarı sərhədində temperatur 0°C-ə qalxır, təzyiq isə $3 \cdot 10^{-3} \text{ atm}$ (3 HPa)-a qədər düşür.

Atmosferin ozon qatı Yerdə canlı təbiəti Günəşin təhlükəli ultrabənövşəyi şüalarından qoruyur. Buradan aydın olur ki, yer atmosferində ozon "qalxanı" olmadan yəqin ki, Yerdə həyat olmazdı.

Stratosferdən üstə 80-85 km hündürlüyədək atmosferin *mezosfer* qatı yerləşir; burada temperatur-80°C-yə qədər düşür, təzyiq $7 \cdot 10^{-5} \text{ atm}$ -ə qədər azalır. Mezosferdən üstə təqribən

1800 *km*-dək termosfer yerləşir. Burada



reaksiyası hesabına oksigen atomları ionlaşır və sərbəst elektronlar ayrılır. Odur ki, termosfer *ionosfer* də adlanır. Termosferdə 2000 Å dalğalarda Günəş şüalarının udulması hesabına temperatur ~400*km* hündürlükdə təqribən 1200°C-yə dək artır və bundan sonra atmosferin yuxarı sərhədinə qədər əsasən dəyişməz qalır. Aydınır ki, bu temperatur, termodinamik temperaturdur, zərrəciklərin kinetik enerjisi ilə təyin olunan kinetik temperaturdur. İonosferdə ion və elektronun rekombinasiyası (həmçinin atomun molekula rekombinasiyası) nəticəsində çox zaman həyəcanlanmış atom və molekul yaranır və bunlar gecələr müşahidə olunan şüalanma verirlər (gündüzlər bu şüalanma böyük hündürlüklərdə müşahidə olunur). Buna *gecə göyünün işıqlanması* deyilir. Yuxarı atmosferdə bəzi kimyəvi reaksiyalar da işıqlanmaya səbəb olur. Burada qeyd edək ki, atmosferin üst qatlarında oksigen atomu Günəşin kosmik şüalarının (əsasən elektron və protonlarının) təsiri ilə də ionlaşır, bundan sonra rekombinasiya nəticəsində həyəcanlanan oksigenin şüalanması *qütb parıltısının* yaranmasına səbəb olur.

Qeyd etmək lazımdır ki, gecə göyünün işıqlanması səma cisimlərinin yerdən görünən parlaqlığını bir qədər azaldır. Bilirik ki, aysız və açıq gecə göyünün zenitdə bir kvadrat dərəcə sahəsinin işıqlanması 3^m, 5, bir kvadrat saniyə sahəsininki isə 22^m ulduz ölçüsünə bərabərdir.

Yer səthindən 100-120 *km*-hündürlükdə konveksiya və turbulensiya hadisələri kəskin söndüyündən atmosferdə zərrəciklər bir-birinə qarışmır, atmosferin tərkibində diferensasiya başlayır. 400 *km*-dək hündürlükdə atmosferin əsas tərkib hissəsi azot molekulları olur, oksigen molekulları isə atomlara parçalanır, 400-700 *km*-də atomar oksigen atmosferin əsas tərkib hissəsini təşkil edir, 1000-1500 *km* hündürlükdə atmosferin əsas tərkib hissəsi helium və hidrogendən ibarət olur. Bu atomlardan parabolik sürətə malik olanları yer atmosferini tərk edirlər – atmosferdə dissipasiya prosesi baş verir. Dissipasiya baş verən yuxarı atmosfer qatlarında sıxlıq olduqca kiçik, təzyiq isə 10⁻¹⁴

atm (10^{-9} Pa)-a enir. Əslində, ancaq hidrogen atomlarından ibarət atmosfer qatları yer səthindən bir neçə yer radiusuna bərabər hündürlüyə qədər davam edərək Yerin hidrogen tacını yaradır.

Yerdə iqlimin formalaşmasında atmosferin rolu müstəsnaadır. Kifayət qədər sıx olan yer atmosferi onun səthində hava iqliminə müxtəlif yollarla təsir edir: a) parnik (istilik) effekti səth temperaturunu artırır; b) atmosferin istilik tutumu temperaturun sutkalıq dəyişməsinə tənzimləyir; c) atmosfer sirkulasiyası ekvatorla qütb arasında temperaturlar fərqlərini nizamlayır.

Parnik effekti belə baş verir: hər şeydən əvvəl qeyd edək ki, Günəş şüalanmasının 75%-i spektrin 0,4-1,5 *mkm* dalğalar diapazonundadır. Bu, o deməkdir ki, spektrin görünən və yaxın infraqırmızı oblastında Günəşin şüalandırdığı enerji onun şüalandırdığı tam enerjinin $\frac{3}{4}$ hissəsini təşkil edir. Bu şüalar yer atmosferində az udulur. Daha dəqiq desək bilavasitə udulmur. Onlar Yer atmosferinin qaz molekulları tərəfindən udulmadan səpilir. Bu səpilmə həm Reley səpilməsi, həm də çoxqat səpilmədir. Yer atmosferində toz, tüstü və bilavasitə atmosferin özündə gedən mürəkkəb fiziki-kimyəvi proseslər nəticəsində yaranan hissəciklər də vardır. Bunların hamısı birlikdə *aerozol* adlanır. Günəş spektrinin görünən şüalanmasını bu hissəciklər də az zəiflədir. Nəticə etibarilə Günəş spektrinin görünən və yaxın infraqırmızı oblastındakı şüalanma Yer atmosferindən keçərkən çox az zəifləyərək Yerin səthinə çatır. Yerin səthində udulan Günəş şüaları bu səthi qızdırır, bu yolla qızan Yer səthi özü şüalanma mənbəyi olur, lakin bu şüalanma, spektrin infraqırmızı oblastında baş verir. Çünki Yerin səth temperaturunu təqribən 300 K qəbul etsək, belə səthin şüalanmasının 75%-i spektrin 8-28 *mkm* diapazonunda olar. Atmosferdə əsasən su buxarının molekulları, həmçinin CO_2 , SO_2 , NH_3 və başqa molekullar həmin infraqırmızı şüaların bir qismini udaraq yerüstü atmosferin temperaturunun yüksəlməsinə səbəb olurlar. Bu, parnik (istilik) effekti törədir və yer atmosferində istilik balansını tənzimləyir. Dediklərimizi bir qədər də aydınlaşdırmaq: Yerin istilik şüalanmasının maksimumu 11,6 *mkm* dalğa uzunluğundadır. Buradan Vinin yerdəyişmə qanununa əsasən (7.34) düstüründən Yerin

effektiv temperaturu üçün 249 K alınır, halbuki atmosferin Yer səthinə qovuşuq sərhədində – yerüstü atmosferində orta temperatur 288 K -dir. Beləliklə, parnik effekti Yerdə temperaturun $\delta T = 39^\circ$ yüksəlməsinə və bununla da normal temperatur şəraitinin yaranmasına səbəb olur. Yeri gəlmişkən qeyd edək ki, Venerada güclü ($\delta T = 735 - 230 = 505^\circ\text{K}$) parnik effekti, onun 90 atm təzyiqə malik çox sıx atmosferindəki CO_2 molekullarının hesabına yaranır (Venera atmosferinin $96,5\%$ -ni CO_2 təşkil edir). Veneranın atmosferində H_2O ($2 \cdot 10^{-3}\%$) və SO_2 ($1,5 \cdot 10^{-2}\%$) molekullarının miqdarı az olsa da bunların da parnik effektində rolu böyükdür. Yupiterdə parnik effekti H_2 (86%), NH_3 ($0,06\%$) molekullarının hesabına yaranır, lakin bu planetdə parnik effekti zəifdir, çünki atmosferinin dərin qatlarına nüfuz edən səpilən günəş işığının enerjisi planetin nüvəsindən üst qatlara köçürülən məxsusi istilik enerjisindən xeyli azdır. Marsın atmosferi çox seyrək olduğundan parnik effekti çox zəifdir - $\delta T = 3 - 5\text{ K}$ -dir.

§29. Ay

Yerin yeganə peyki olan Ayın Yerdən orta məsafəsi 384400 km , radiusu 1738 km , kütləsi $1/81,30$ -yer kütləsidir. Ayın orta sıxlığı $3,3\text{ q/sm}^3$, yəni yerindən $\sim 1,5$ dəfə kiçikdir. Ayda ağırlıq qüvvəsinin təcili 163 sm/san^2 , yəni yerdəkindən ~ 6 dəfə, parabolik sürət $2,38\text{ km/san}$, yəni yerdəkindən $4,6$ dəfə kiçikdir. Nisbi kütləsinə görə Ay planet peyklərinin ən böyüyüdür və bu səbəbdən Yer Aya qoşa planet sistemi kimi baxırlar. Ayın öz oxu ətrafında fırlanma dövrü, onun Yer ətrafında siderik dolanma dövrünə bərabərdir. Odur ki, Ay sinxron fırlanır deyirik. Ay sinxron fırlandığından onun həmişə eyni bir yarımkürəsi Yerə tərəf yönəlir. Lakin librasıyalar nəticəsində Ayın əks tərəfinin də bir az hissəsi ($\sim 10\%$ -ə qədəri) Yerdən görünür.

Kosmik texnika Ayın arxa tərəfinin fotosəklini almağa imkan vermişdir. Ayda parabolik sürət və cazibə qüvvəsi kiçik olduğundan oraya kosmik aparat endirmək və oradan qaldırmaq nisbətən asandır. Ayın, Yerə nisbətən yaxın olması da Aya

avtomat stansiya göndərməyi asanlaşdırır. 1969-cu il iyun ayının 21-də amerikan astronomları Armstronq və Oldrin "İql" ("Qartal") adlı ay kabinəsində ilk dəfə Aya endilər və iyunun 24-də onları Ay ətrafı orbitdə "Apollon 11" kosmik gəmisində gözləyən gəmi komandiri Kollinzlə birlikdə Yerə qayıtdılar. Sonralar da astronomların Ay səthinə bir neçə uçuşu həyata keçirildi.

Əvvəlcə Yer səthində aparılan astronomik tədqiqatlar vasitəsilə Ay haqqında əldə edilən bəzi məlumatlarla tanış olaq. Ay haqqında yuxarıdakı nəticələr və Aya kosmik uçuşların astronomik problemləri əvvəlcə yer astronomiyası vasitəsilə həll edilmişdir. Aya adi gözlə baxanda belə, onun səthində müəyyən parlaq və tutqun detalların olduğunu görürük. Müasir teleskoplarla Ayda 1 km xətti ölçünü ayırd etmək, Ay terminatoru yaxınlığında isə hündürlüyü 10 m olan təpəciyin kölgəsini seçmək olur. Ay səthinin 60%-i parlaq materikdən və 40%-i tutqun rəngli sahələrdən - "dənizlərdən" ibarətdir. Əlbəttə, Ayda su yoxdur və Ay səthində dəniz termini simvolikdir. Ay dənizləri yaxınlığında materikdə dağ silsilələri uzanır. Ay dənizlərinə Yağışlar dənizi, Aydınlıq dənizi, Bolluq dənizi, Fırtınalar okeanı və s. kimi adlar verilmişdir. Ay dağları da Yerdəki bir sıra dağların adları ilə adlandırılmışdır: Apennin, Alp, Qafqaz, Altay və s. Ən hündür Ay dağı 9 km ucalıqdadır. Ayda ən xarakterik törəmələr kraterlərdir. Kraterlər kənarları hündür, dibi çökək və hamar, dibinin mərkəzində təcik olan halqavı dağlardır. Ən böyük kraterin halqasının diametri 100 km-dir. Kiçik, dayaz və təciki olmayan kraterlər sirkələr adlanır. Krater və sirlərə məşhur alimlərin adları verilmişdir: Alfons krateri, Ptolomey sirki və s.

Ay, nisbətən nazik (60 km qalınlığında) qabıqdan, 100 km-ə yaxın qalınlığı olan mantiyadan və diametri 1500 km-dən böyük olmyan bərk və sıx nüvədən ibarətdir. Ayın nüvəsindəki istilik onun səthinə doğru köçür və səthdən 40 km dərinədə temperaturun +300 C olmasını təmin edir. Üst qatlara doğru temperatur düşür və səthdən 40 sm dərinlikdə temperatur -50 C olur. Ay torpağı istiliyi çox pis keçirir (vakumda quru qum kimi). Odur ki, ay səthi çox kiçik dərinlikdən etibarən üst qatların qızılıb so-

yumasına tam "etinasız" olur-artıq 40 sm dərinlikdə temperatur həmişə sabit qalır, yəni gündüzlər ay səthinin isinməsi və gecələr soyumasına qarşı heç bir reaksiya vermir.

Ayın sferik albedosu, (yəni Ayın hər tərəfə səpdiyi şüalanma selinin Günəşdən düşən selə nisbəti) çox kiçik-cəmi 0.06-dır, yəni Ay Günəşdən qəbul etdiyi işıq selinin orta hesabla 6%-ni səpir. Ancaq müxtəlif məhəllərin albedosu (məhəlli albedo) müxtəlifdir; məsələn, ay kraterlərinin albedosu 20%-ə çatır. Ayın albedosu şüalanmanın dalğa uzunluğundan asılı deyil. Ayın infraqırmızı və radioşüalanmasının müşahidələrindən məlum olmuşdur:

- 1) Günorta ekvatorada temperatur 390 K olur;
- 2) Gecələr temperatur 100-120 K-ə qədər enir.

Ayın tədqiqi kosmik texnikanın tədqiqindən sonra genişlənmişdir. "Luna - 3" avtomat stansiyası vasitəsilə ilk dəfə Ayın arxa tərəfinin fotoxəyalı alınmışdır. Sonralar "Zond" avtomat stansiyası və "Luna Orbiter" amerikan avtomat stansiyası Ayın arxa tərəfinin daha mükəmməl fotosəkillərini almağa imkan verdi. Məlum oldu ki, Ayın arxa tərəfində törəmələrin həm sayı, həm də ölçüləri nisbətən kiçikdir. Ayın əks tərəfindəki dənizlərə Moskva dənizi, Xəyal dənizi və s. adlar verilmişdir: kraterlərə məşhur alimlərin-Nəsrəddin Tusi, Lobaçevski, Siolkovski, Maksvell və başqalarının adları verilmişdir.

"Luna" seriyasından olan proqrama əsasən Ayın süni peykləri buraxıldı, Aya enmək, Ay səthində hərəkət edən "Lunaxodlar" endirmək, Aydan süxurlar götürüb Yerə qayıtmaq kimi avtomat proqramlar həyata keçirildi. Müxtəlif ölkələrin kosmik texnikası ilə əldə edilən məlumatlar Ay haqqında bildiklərimizi təsdiq və təshih etdi, Ay haqqında daha zəngin nəticələr almağa imkan yaratdı. Gətirilən ay süxurlarının tədqiqi göstərdi ki, bu süxurların orta sıxlığı $1,5 \text{ q/sm}^3$ -dir, kimyəvi tərkibi Yerdəki süxurlara bənzəyir, lakin xrom, titan və sirkonium kimi ağır elementlər ay süxurlarında daha çox, kalium və natrium kimi nisbətən yüngül elementlər isə azdır. Ay "dənizləri" bazaltla, kontinentlər alüminium oksidi ilə qarışmış silikatlarla zəngindir. Elə süxurlar var ki, onlar kalium və nadir torpaq ele-

mentləri ilə zəngindir. Ay süxurlarının sıxlığının kiçik olması onların 50%-ə qədər məsaməli olması ilə əlaqədardır. Reqolit adlanan kiçik hissəciklər və tozların tərkibində meteorit maddələrinin qarışığı vardır. Ay süxurlarının yaşı 4,2 milyard il qiymətləndirilmişdir. Bu onu göstərir ki, Ayın yaşı 4,6 milyard ilə, yəni Yerin yaşına yaxındır. Ayda müsbət qravitasiya anomaliyaları qeydə alınmışdır. Bunu həmin yerlərdə sıxlığı böyük olan maddələrin olması ilə izah edirlər. Ay səthində qurulan seysmoqraflar orada zəif zəlzələlər olduğunu qeydə almışdır. Bunların bir qismi Ay səthinə meteoritlərin düşməsi zamanı baş verir. Ayda Alfons kraterində vulkanik proses qeydə alınmışdır (şəkil 44). Bütün bunlar göstərir ki, Yerdəkindən çox zəif də olsa Ayda fəal vulkanik proseslər gedir.



Şəkil 44. Ptolomey sirki (aşağıda) və Alfons (mərkəzdə) və Arzaxel kraterləri; oxla Alfons kraterinin mərkəzi təpəciyi göstərilmişdir – burada parlaq qaz atılması qeydə alınmışdır.

Aya düşən meteoritlər sayca Yerə düşənlərdən çoxdur, lakin bunlar ay süxurlarını passiv dağıdırlar (10^{-7} sm/il sürətlə). Odur ki, Ay səthində fəaliyyət göstərən kosmik texnika milyon illər ərzində təhlükəsiz qala bilər. Ay daxilində elektrikkeçirmə çox kiçik olduğundan və o, çox kiçik sürətlə fırlandığından Ayın maqnit sahəsi, demək olar, yox dərəcəsindədir – Yer

maqnit sahəsindən on min dəfə zəifdir.

Bakıxanovun Ay haqqında maraqlı fikirləri olmuşdur. O, "Əsrarü-l-Mələküt" əsərində ay dağları, kraterləri, düzənlikləri haqqında yazmışdır. Çox düzgün qeyd etmişdir ki, ay dağları üç qismə ayrılır: sahəsi uzanan yamaqlara, halqavari, içərisi boş dairəvi təpələrə (muasir astronomiyada kraterlərə), nəhayət, sıra dağlara. Müəllif böyük kraterlərin mənşəyini Ayda baş verən vulkanik proseslərə bağlayan dövrünün alimlərinə istinad etməklə muasir fikir şərh etmişdir.

Bakıxanov burada onu əsas hesab edir ki, böyük kraterlərdəki boşluğun həcmi kraterin hündürlüyünə uyğun həcmə bərabərdir. Bakıxanov ay relyefinin müxtəlifliyi, bunların Günəş şüalarını müxtəlif dərəcədə əksətdirmə qabiliyyətinə malik olması haqqında düzgün fikirlər söyləmişdir. O, ay relyefinin qeyri-sabit olduğunu yazır və bununla da Ayın daxilində fəal proseslər – vulkanik proseslər, zəlzələlər baş verdiyinə işarə edir.

§30. Merkuri

Günəşə ən yaxın – $57,91 \cdot 10^6 \text{ km}$ orta məsafədə olan Merkuri Günəş sistemində böyük planetlərin ən kiçiyidir - radiusu 2440 km -dir. Onun kütləsi Yer kütləsinin $0,055$ hissəsini təşkil edir. Planetin orta sıxlığı yerinkinə yaxın – $5,42 \text{ q/sm}^3$ -dir, səthində – parabolik sürət $4,3 \text{ km/san}$ -dir. Radiolokasiya müşahidələrindən tapılmışdır ki, Merkuri öz oxu ətrafında Günəş ətrafında dolandığı istiqamətdə $P=58,65$ yer sutkasına bərabər dövrlə fırlanır. Merkurinin Günəş ətrafında dolanma periodu öz oxu ətrafında fırlanma periodundan məhz $1,5$ dəfə böyükdür, yəni $T=87,97$ – orta günəş sutkasıdır. Planetin ulduz sutkası (yəni fırlanma periodu) Günəş sutkasından (yəni iki ardıcıl günorta arasındakı vaxt fasiləsindən) kəskin fərqlənir.

Doğrudan da, $P = \frac{2}{3T}$ olduğundan

$$\frac{1}{S} = \frac{1}{P} - \frac{1}{T}$$

sinodik hərəkət tənliyindən $S=3P=2T=176$ yer sutkası alırıq, yəni Merkürdəki günəş sutkasının uzunluğu 176 yer sutkasına, yaxud iki Merkuri ilinə bərabərdir. Bu o deməkdir ki, planetdə Günəşin doğması ilə batması arasındakı müddət bir Merkuri ilinə – 88 yer sutkasına bərabərdir. Bu müddətdə planet bərk qızır: ekvator zonasında temperatur $+430\text{ C}$ olur. Merkuri gecəsində planet bərk soyuyur və temperatur -180 C -yə qədər enir. Müşahidələrin təhlilindən tapılmışdır ki, Merkuri planetinin bir neçə desimetr dərinlikdəki qatında temperatur dəyişmiş və $+80\text{ C}$ -yə yaxındır.

Merkürinin aşağı birləşmə konfigurasiyası hər 116 yer sutkasından bir, yəni iki fırlanma periodu müddətində təkrarlanır. Odur ki, bu konfigurasiyada Merkürinin həmişə bir yarısı Yerə tərəf yönəlir.

Merkürinin səthinin aydın relyefi və dağlarının aydın kölgəsi göstərir ki, planet atmosfərə malik deyil. Doğrudur, planetin səthində 10^6 sm^{-3} sıxlığa malik zərrəciklər qeydə alınmışdır, lakin bu 700 km hündürlükdə yer atmosferinin sıxlığı qəddərdir və bunu atmosfer hesab etmək də olar, etməmək də. "Mariner -10" amerikan avtomat stansiyası vasitəsilə Merkuri atmosferində 10^4 sm^{-3} konsentrasiyada helium aşkar edilmişdir. Əslində Ayda da "atmosferdən" Merkürdəki mənada danışmaq olar. Merkürinin səthi Ayınkına bənzəyir (şəkil 45). Merkürinin səthində çoxlu sayda kraterlər (50 m -dən 200 km -ə qədər diametrə malik), dərin və enli (10 km -ə qədər) ovalıqlar, çatlar, yüzlərlə kilometr uzanan $2-3\text{ km}$ yüksəkliyə malik uçurumlar, hündürlüyü 4 km çatan dağlar vardır. Merkürdə birçə "dəniz" tapılmışdır. Merkürinin fırlanma oxu orbit müstəvisinə, demək olar, perpendikulyardır (89°).

Planetin yerinkindən 300 dəfə zəif, $0,002\text{ E}$ maqnit sahəsi vardır, maqnit dipolu oxu planetin fırlanma oxu ilə kiçik (12°) bucaq əmələ gətirir. Günəş küləklərinin təsiri ilə planetin maqnitoferi Günəş tərəfdən çox kəskin sıxılıb. Maqnit sahəsinin olması göstərir ki, Merkuri kifayət qədər keçirici olan maye nüvəyə malikdir. Merkürinin maqnit sahəsinin zəif olmasını onun ləng fırlanması ilə izah edirlər.



Şəkil 45. Merkürinin "mozaik" (çoxsayda əkslərin toplanmasından alınan) fotoqrafiyası; 1974-cü ildə "Marnier - 10" da olan televiziya kameraları vasitəsilə alınmışdır.

Merkürinin peyki yoxdur.

§31. Venera

Günəşdən orta məsafəsi $108,21 \cdot 10^6$ km olan Veneranın radiusu və kütləsi Yerinkinə yaxındır – radiusu 0,95 yer radiusuna, kütləsi 0,82 yer kütləsinə bərabərdir. Planetin orta sıxlığı Yerinki kimi $5,22$ q/sm³, səthində parabolik sürət $10,4$ km/sandır. Veneranın radiolokasiya müşahidələrindən tapılmışdır ki, onun öz oxu ətrafında fırlanması Günəş ətrafında dolanmasının əksi istiqamətdədir, yəni Venera öz oxu ətrafında şərqdən qərbə doğru – tərs hərəkət istiqamətində fırlanır. Planetin fırlanma periodu $P=243,16$ yer sutkasına bərabərdir. Veneranın fırlanma oxu orbit müstəvisinə normalla 2° -lik bucaq əmələ gətirir. Bu o deməkdir ki, Venerada Yerdəki kimi fəsilələrin dəyişməsi baş vermir. Veneranın Günəş ətrafında dolanma periodu $T=225$ yer sutkasıdır. Planetin öz oxu ətrafında fırlanma və əks istiqamətdə

Günəş ətrafında dolanma dövrləri bir-birindən az fərqləndiyindən Günəş ətrafında tam dövr müddətində Venerada Günəş iki dəfə doğur və iki dəfə batır. Doğrudan da

$$\frac{1}{S} = \frac{1}{T} - \frac{1}{P}$$

sinodik hərəkət tənliyindən $T=225$, $P=243$ yer sutkası olduğunu və bu periodların əks işarəli olduqlarını nəzərə alsaq $S=117$ yer sutkası olar. Veneranın sinodik periodu $117 \times 5=585$ sutka olduğundan aşağı birləşmə konfigurasiyasında planetin həmişə eyni bir yarımkürəsi Yerə doğru yönəlir.

Kosmik texnikanın Venera planetinin öyrənilməsinə tətbiqi nəticəsində bu planet haqqında çox zəngin məlumat əldə edilmişdir. Xüsusilə "Venera" avtomat stansiyaları Veneranın atmosferi və səthi haqqında daha mükəmməl məlumatlar əldə etməyə imkan vermişdir (şəkil 46). İndi məlumdur ki, Venera geoloji cəhətdən fəaldır, mürəkkəb relyefə, dağ rayonlarına, tektonik çatlara, vulkanik konuslara, həlqəvi kraterlərə malikdir. Dağlar Venera səthinin 8%-ini təşkil edir. Dağların uzunluğu əsasən böyük (1000 *km*), hündürlükləri nisbətən kiçikdir (2,5 *km*); ancaq hündür dağlar da var; məsələn, Maksvel dağının hündürlüyü 8 *km*-dir. Düzənliklər ərazinin 27%-ni təşkil edir. Planetin ekvatoru yaxınlığında uzunluğu 1500 *km*, eni 150 *km*, dərinliyi 2 *km* olan kanala bənzər şırım vardır. Bu göstərir ki, Venerada tektonik proseslər güclüdür, planetdə dağmələgəlmə prosesi indi də davam edir.



Şəkil 46. Venera səthinin bir hissəsinin xəyalı; bu xəyal "Venera-14"-də yerləşdirilmiş telefoto metr vasitəsilə alınmışdır.

Daxili quruluşuna görə Venera Yerə bənzəyir: bərk qa-
bığı, mantiyası, maye nüvəsi vardır; planetin daxili nüvəsi mə-
lum deyil.

Veneranın atmosferinin 96,5%-i CO_2 , 2,5%-i N_2 , 0,01 %-i O_2 , 0,05 %-i su buxarından ibarətdir; olduqca az hissəsini SO_2 , Ar , He , H_2 , S , HCL , CH_4 təşkil edir. Atmosferinin orta mole-
kulyar kütləsi 43,5-dir. Venera atmosferinin təkamülü yerinki-
nin tərsinə olmuşdur: Yerdə su kondensasiya edərək hidrosferin
yaranmasına, bunun nəticəsində isə CO_2 -nin suda həll olaraq
silikatlara birləşib karbonatlar əmələ gətirməsinə səbəb olmuş-
dur. Nəticədə atmosferdəki CO_2 , demək olar ki, tamamilə yox
olmuşdur (cəmi $3 \cdot 10^{-2}$ % qalmışdır). Bundan sonra canlılar –
bitkilər yer atmosferində çox fəal rol oynamışdır: bitki yarpaq-
ları CO_2 -ni udaraq O_2 -ni buraxmış və Yer in atmosferini oksigen-
lə zənginləşdirmişdir. Venerada isə su kondensasiya etməmiş
və odur ki, CO_2 planetin atmosferində qalmışdır.

Hələ 1956-cı ildə Veneranın 3-10 *sm* diapazonda radioas-
tronomik müşahidələri göstərmişdir ki, planetin səth temperatu-
ru 700 *K*-dir. Veneraya buraxılan avtomat stansiyalar bu nəticə-
ni təsdiq etdi. Bu, yer astronomiyasının çıxardığı nəticələrin
kosmik tədqiqatlarla təsdiq olunmasına aid onlarla dəlillərdən
birdir. İndi məlumdur ki, Veneranın səthində orta temperatur
 $T=735$ *K*, səthində atmosfer təzyiqi 95 *atm*-dir, başqa sözlə sıx-
lığı 0,1*q/sm*³-dir. Planetin səthindən uzaqlaşdıqca temperatur və
təzyiq sürətlə kiçilir: 10 *km* hündürlükdə temperatur 600 *K*,
təzyiq 27 *atm*, 80 *km*-də isə temperatur 230 *K*, təzyiq 0,02 *atm*-
dir. Planetin troposferi çox qalın 55 *km*-dir. Bulud qatının yuxarı
sərhədi 70 *km* hündürlükdə, aşağı sərhədi isə 48 *km* hün-
dürlükdə yerləşir. 58 *km*-dən böyük hündürlüklərdə optik qalın-
lığın əsas törədicisi – ölçüsü mikrometrlərlə olan sulfat turşusu
zərrəcikləridir. Bulud qatının tam optik qalınlığı $\tau \approx 30$ -dur. Bu
optik qalınlıq, demək olar, tamamilə səpilmə nəticəsində yara-
nır (udulma çox azdır). Başqa sözlə Veneranın bulud qatı çox
böyük albedoya malikdir, belə ki, bulud qatının vizual sferik
albedosu 0,75-dir. Məhz bu səbəbdən Veneranın atmosferinə
düşən günəş şüalanması seli Yerə düşəndən iki dəfə çox olsa

da, ümumiyyətlə, Venera səthi Yerə nisbətən az istilik alır. Bu səbəbdən də planetin effektiv temperaturu yerinkindən kiçikdir: $T_E=230 K$ -dir. Yuxarıda isə qeyd etdik ki, Veneranın səthində orta temperatur $735 K$ -dir. Bunu və planetin effektiv temperaturunu nəzərə aldığımızda görürük ki, Venerada parnik effekti həqiqətən çox güclüdür: $T=735-230=505 K$ -dir. Çox güclü parnik effekti planetin atmosferindəki CO_2 və qismən də H_2O buxarının və O_2 -nin hesabınadır. Venera atmosferində səpilən Günəş şüalarının kosmik spektroskopiya metodları ilə tədqiqi göstərmişdir ki, bu spektrdə CO_2 və H_2O -ya məxsus çox güclü udulma zolaqları vardır. Spektrin infraqırmızı oblastındakı bu zolaqlar infraqırmızı şüaların Veneranın atmosferindən çıxmasına mane olur və nəticədə dərin atmosfer qatlarının və planetin səthinin temperaturu yüksəlir.

Venera atmosferində $50-70 km$ hündürlüklərdə planetin fırlanması istiqamətdə (yəni şərqdən) daim bərk küləklər əsir ($100 m/san$ sürətlə). Güman ki, bu, konveksiyanın nəticəsidir. Aşağı qatlara doğru küləyin sürəti azalır və planetin səthi yaxınlığında $1 m/san$ olur. Yuxarı atmosferdə gündüzlər temperatur $300 K$, gecələr $100-120 K$ -dir. Veneranın atmosferinin yuxarı qatlarında gecə-gündüz temperaturları fərqinin bu xüsusiyyətə malik olmasının səbəbi atmosferin əsas hissəsini təşkil edən CO_2 qazının çox güclü şüalandırmasıdır. Veneranın ionosferi vardır. Sərbəst elektronların gündüzlər maksimum konsentrasiyası $3 \cdot 10^6 sm^{-3}$, gecələr bundan bir tərtib kiçik olur. İonosferin bu qatı $150 km$ hündürlükdədir. Venerada maqnit sahəsi olsa da yerinkindən ən azı 10^4 dəfə zəifdir.

Veneranın peyki yoxdur.

§32. Mars

Günəşdən uzaqlığına görə ($227,94 \cdot 10^6 km$) dördüncü planetdir. Radiusu $3397 km$ - $0,533$ yer radiusu, kütləsi $0,107$ yer kütləsidir. Planetin orta sıxlığı $3,974 q/sm^3$, səthində parabolik sürət $5,0 km/san$ -dir.

Planetin öz oxu ətrafında fırlanma periodu $P=24^m \cdot 37^m \cdot 23^5$ -dir

(bu, Marsın ulduz sutkasıdır). Marsın günəş sutkası $S=24^h \cdot 39^m \cdot 29^s$ -dir. Marsın fırlanma oxu orbit müstəvisinə normalla $24^{\circ}56'$ -lik bucaq əmələ gətirir. Odur ki, Mars ili müddətində (687 yer sutkası, yaxud 668 mars sutkasında) fəsillər bir-birini əvəz edir. Mars planeti də Yer kimi bir isti, iki mülayim və iki soyuq qurşağa malikdir.

Əlbəttə, Marsda fəsillərin kontrastlığı Yerinkindən tamamilə fərqlidir. Mars Yerə nisbətən 1,52 dəfə Günəşdən uzaqda olduğundan, o, Yerin Günəşdən aldığından 2,3 dəfə az istilik alır, hidrosferin olmaması və atmosferin seyrək olması nəticəsində orada nə qarlı qış, nə də isti yay olur. Mars qışı çox soyuq, yayı isə çox "sərin" olur.

Marsı teleskopla müşahidə edərkən onun səthində çoxlu detallar görünür. Bunları belə təsnifata ayırmaq olar:

1. *Narıncı-qırmızı rəngə çalan parlaq detallar.* Bunlar şərti olaraq materiklər adlanır. Bu törəmələr Mars diskinin 2/3 hissəsini təşkil edirlər və qumsal düzənliklərdən ibarətdirlər.

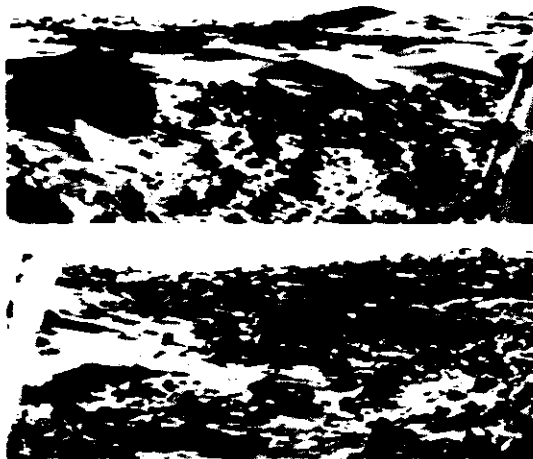
2. *Geniş tutqun oblastlar.* Bunlar şərti olaraq dənizlər adlanır, onların çıxıqları körfəzlər, ayrı-ayrı tutqun ləkələri – oazislər və göllər adlanır. Bu oblastlar diskin qalan qismini əhatə edir.

3. *Qütb papaqları.* Bunlar ağ ləkələrdir ki, payızda qütblər ətrafında əmələ gəlməyə və 50° enliyədək genişlənməyə başlayır; papaq cənub qütbündə azacıq qalmaqla şimal qütbündə yayın əvvəlində itir. Ağ ləkələr Mars səthində ən çox gözə çarpan dəyişkən detallardır. Göy işıq süzgeci ilə çəkilmiş fotosəkillərdə bu detallar daha kəskin görünür.

Tutqun oblastlar da fəsillərdən asılı olaraq dəyişir. Qışda bunların kontrastlığı azalır. Yazda tutqun oblast haşiyə kimi qütb papağı ətrafında görünməyə başlayır, günlər keçdikcə bu oblast 30 km/sutka sürətlə ekvatora tərəf genişlənir, yaydan payıza doğru yenidən kiçilməyə başlayır və qışda yox olur. Bəzi tutqun oblastlar hər il təkrarlanır. Mars papaqlarının tərkibi azacıq H_2O qarışığı olan CO_2 kondensatıdır. Bu kondensat payızda yaranır. Bunlar qütb papağının fəsli komponentidir. Papağın daimi komponenti qum qatları ilə bir-birindən ayrılmış

H_2O buz qatlarıdır. Parlaq oblastlarda fəslı dəyişikliklər müşahidə olunmur. Tutqun oblastların fəslı dəyişməsinin səbəbi aydın deyil; vaxtı ilə məşhur astrofizik Tixov belə hesab etmişdi ki, bunlar Marsın iqliminə uyğunlaşmış tikan yarpaqlı bitkilərdir. Bu alim, astrobotanika elminin yaranacağına nikbin baxmışdır. ABŞ-da 1976-cı ildə buraxılan "Vikinq-1 və 2" kosmik aparatları məlumat topladıqları Mars rayonlarında heç bir mikroorqanizm izi qeyd etməmişlər. "Vikinq-1" vasitəsilə Marsa endirilən aparat bu rayonların cansız düzənliklər olduğunu göstərmişdir.

"Mariner" və "Mars" seriyasından buraxılan kosmik aparatlar Marsətrafı yaxın məsafədə və planet səthində Marsın fotoqrafiyasını almağa, onun atmosferini öyrənməyə imkan vermişdir (şəkil 47).



Şəkil 47. "Vikinq-1"-in Marsa endirilən aparatı vasitəsilə alınmış panoram.

Ayda və planetin iki peykindən birində (Fobosda) olduğundan az miqdarda olsa da (hər kvadrat kilometr hesabı ilə) Marsda da çoxlu krater var. Fərəhlidir ki, Mars kraterlərindən birinə Marsın tədqiq edilməsində əhəmiyyətli xidmətləri olmuş azərbaycanlı alim İbrahimovun adı verilmişdir. Mars kraterləri köhnəlmiş və kiçilmiş şəkildə görünür. Buna səbəb atmosferin

olması hesabına eroziya, həmçinin vulkan və tektonik proseslərdir. Marsda vulkan mənşəli hündür dağlar, tektonik şırımlar vardır. Planetin şimal yarımkürəsində Qarlı Olimp adlandırılan vulkanik dağın hündürlüyü 24 km , həmin dağın aşağı hissəsinin en kəsiyi 600 km -dir. Bu, nəinki Marsda, ümumiyyətlə, bütün Günəş sistemində ən hündür dağdır. Marsda dağ silsilələri yoxdur.

Yeri gəlmişkən nəzərə almaq lazımdır ki, hər bir planetdəki dağların maksimum hündürlüyü aşağıdakı şərtlə müəyyən edilir: Planetin bərk örtüklərinin, maddənin bu fazada olmasına baxmayaraq, hidrostatik tarazlıqda olmasıdır; digər tərəfdən dağ süxurlarının axıcılıq sərhədi vahid en kəsiyinə malik sütunun çəkisi ilə təyin olunur. Belə sütunun hündürlüyü müxtəlif planetlər üçün müxtəlifdir və məhz bu hündürlük planetin ən uca dağının hündürlüyünü müəyyən edir. Axıcılıq planetin ölçüsünə nisbətən məhdud sərhədə malik olduğundan planetlər, demək olar, sferikdir. Yuxarıdakı göstərilən faktlara əsasən Yer üçün ən uca dağ təqribən 10 km , Mars üçün isə təqribən 25 km olmalıdır.

Güman edilir ki, məşhur Mars kanalları milyard il bundan əvvəl qurumuş çay yataqlarıdır. Mars çaylarının qurumasına səbəb, atmosferin seyrek olması və bununla da səth sularının (mayələrinin) buxarlanması olmuşdur. Buradan belə çıxır ki, milyard illər bundan əvvəl Mars nisbətən sıx atmosfərə və su hövzələrinə malikmiş. Marsa endirilən kosmik aparatlar vasitəsi ilə planet səthinin kimyəvi tərkibi öyrənilmişdir: mars torpağında 14% dəmir, 20% silisium, 5% kalsium və maqnezium, 3% kükürd və s. vardır. Mars qabığı dəmir oksidi ilə zəngindir və odur ki, planet qırmızı rəngə çalır.

Mars səthinin orta temperaturu $T_s=200 \text{ K}$ -dir, temperaturun sutkalıq amplitudu çox böyükdür: Ekvatorda gündüz temperatur 290 K , gecə 170 K -dir. Belə böyük fərqin səbəbi Ayda olduğu kimi Marsın da səthinin istiliyi pis keçirməsidir. Ən şiddətli şaxtalar qütb papaqlarında olur. Marsın orbitinin eksentrisiteti nisbətən böyük olduğundan ($e=0,093$) planetin Günəşdən aldığı istilik Mars ili ərzində $1,5$ dəfə dəyişir (Marsın səthi pe-

riheliyə afelidəkindən 1,5 dəfə çox istilik alır). Odur ki, Mars perihelidə olanda planetin ekvator qurşağında yayda günorta vaxtı temperatur 25°C -yə çatır, Mars afelidə olanda isə burada yayda temperatur -20°C olur. Qütb oblastlarında qışda temperaturun -125°C -ə qədər düşməsi nəticəsində karbon qazı donaraq bərk hala keçir. Bu səbəbdən Mars papaqları donmuş karbon qazı və buzdan-buz qırovundan ibarətdir. Planetin orta illik temperaturu -60°C -dir (bilirik ki, Yerinki $+15^{\circ}\text{C}$ -dir).

Marsın atmosferində CO_2 (95%), N_2 (2,5%), Ar (1,5%), O_2 (0,1%), H_2O (0,2%), CO (0,08%), O_3 ($10^{-5}\%$) və çox az miqdarda CH_4 , NH_3 , SO_2 və b. molekullar vardır. Atmosferin orta molekulyar kütləsi Veneranıniki kimi 43,5-dir. Marsın atmosferi olduqca qurudur. Mars atmosferindəki su buxarı kondensasiya olunaraq planetin səthinə bərabər yayılısaydı belə, "suyun" qalınlığı 10-20 *mkm* olardı, halbuki, Yerdə belə suyun qalınlığı təqribən 1 *sm* olardı, yəni 500-1000 dəfə Marsındakından qalın olardı. Güman ki, Marsın dərin qatlarında su vardır. Lakin əbədi don bu buzlaşmış suların səthə çıxmasına mane olur. Planetüstü atmosferdə orta təzyiq 0,6 *mb*-dir: lakin qütb papaqlarında kondensasiya edən karbon qazının miqdarının fəslə dəyişməsi ilə atmosferin təzyiqi dəyişir. Mars atmosferində küləyin sürəti çox vaxt saniyədə bir neçə metr, bəzən isə aylarla 40-50 m/san olur, H_2O və CO_2 buz dənəcikləri ilə birlikdə güclü qum-toz tufanları əmələ gəlir və hətta bu zaman yaranan buludlar planetin səthini tamamilə örtür.

Venerada olduğu kimi, Mars atmosferinin termosfer adlanan yuxarı qatları nisbətən soyuqdur ($\sim 300\text{K}$). Bunun səbəbi Venerada olduğu kimi Marsda da CO molekullarının güclü şüalandırmasıdır.

Mars ionosferə malikdir. Mars ionosferində sərbəst elektronların maksimum konsentrasiyası 150 *km* hündürlükdə gündüzlər 10^5sm^{-3} , gecələr 10^4sm^{-3} -dir. Beləliklə, bu planetin ionosferində sərbəst elektronların konsentrasiyası Veneranınkindən 30 dəfə kiçikdir. Bunun səbəbi Marsın Günəşdən daha uzaqda olmasıdır.

Marsda yerinkindən 1000 dəfə zəif maqnit sahəsinin ol-

duğu güman edilir. Əgər Marsda maqnit sahəsi varsa, onda planet maye nüvəyə malik olmalıdır.

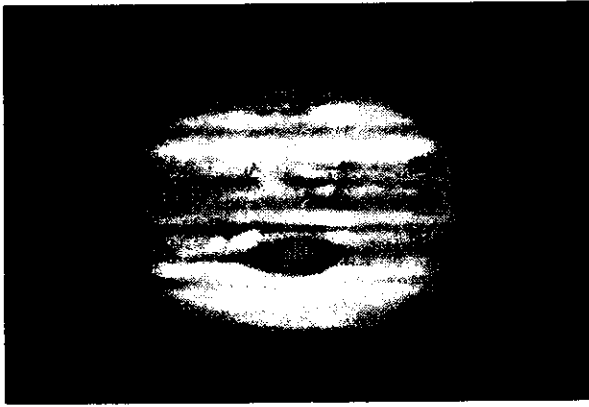
Marsın iki peyki vardır. Bu peykləri Amerikan astronomu Holl 1877-ci ildə kəşf etmişdir. Mars peyklərinə yunan əfsanəsindən götürülmüş Fobos (Qorxu) və Deymos (Dehşət) adları verilmişdir. Yunan mifologiyasına görə Aresa adlı müharibə allahı olmuşdur, Marsa da məhz bu ad verilmişdir, çünki planet qırmızımtıl rəngdədir. Marsın peykləri planetə çox yaxın məsafələrdə (uyğun olaraq 9400 km və 23.500 km) onun ətrafına dolanırlar. Hər iki peyk planetin ekvator müstəvisi ilə cəmi $2^{\circ},7$ -lik bucaq altında dolanır. Peyklərin öz oxları ətrafında fırlanma dövrləri planet ətrafında dolanma dövrlərinə bərabərdir. Fobos üçün bu dövr 7^h39^m2 , Deymos üçün $30^h.18^m$ -dir. Marsın peykləri çətin müşahidə olunur, çünki onların ulduz ölçüləri $11^m,5$ və $12^m,5$ -dir. Marsın peyklərinin atmosferi olmadığından onların səthi güclü meteorit zərbələri nəticəsində dəlmə-deşikdir. Marsın peykləri düzgün olmayan formaya malikdir. Fobosun ölçüləri $27km \times 21km \times 19km$. Deymosunki isə $15km \times 12km \times 8km$ -dir. Hər iki peykin uzunsov hissəsi planetə tərəf yönəlmişdir.

§33. Yupiter

Yupiter Günəş sistemində ən böyük planetdir. Onun kütləsi yerinkindən 318 dəfə böyük, yaxud Günəşinkindən cəmi 1050 dəfə kiçikdir. Planetin basıqlığı çox böyük (1:16) olduğundan onun 71400 km-ə bərabər olan ekvatorial radiusu qütb radiusundan xeyli böyükdür. Yupiterin qütblərdə belə xeyli basıq olmasının səbəbi onun sürətlə fırlanmasıdır. Planetin ekvatorial fırlanma periodu $9^h 50^m 5$ -dir; qütblərə doğru planetin fırlanma periodu azacıq böyüyür və mülayim qurşaqlarda fırlanma periodu $9^h 55^m 7$ olur. Bu göstərir ki, Yupiterin bərk (yaxud maye) səthi yoxdur, bu planetin səthi qaz təbiətlidir və onun səthi dedikdə təzyiqin 1 atm. olduğu hündürlükdəki səviyyəni nəzərdə tuturuq. Yupiterin ekvatorunda qravitasiya təcili yerdəkindən 2,56 dəfə böyükdür, səthində parabolik sürət 60,4 km/san-dir.

Yupiterin Günəş ətrafında dolanma müddəti 11,86 tropik ilə bərabərdir. Planetin fırlanma oxu orbit müstəvisinə normala $3^{\circ}07'$ -lik bucaq əmələ gətirir. Planetin orta sıxlığı $1,35 \text{ q/sm}^3$ -dir. Diskində tutqun zolaqlar və müxtəlif intensivliyə malik qırmızı-bozumtul ləkələr vardır. Bunlar aşağıya doğru yönələn qaz axınları ilə yaranan buludlardır; Yupiterin atmosferində görünən sarımtıl zolaqlar yuxarıya doğru hərəkət edən qaz axınları ilə yaranır. Ən intensiv zolaqlar planetin ekvatoru üzrə uzanır və burada qaz axınlarının sürəti 100 m/san-yə çatır. Planetin diskində ən xarakterik detallardan biri Böyük qırmızı ləkədir. "Voyaçer" kosmik gəmiləri göstərmişdir ki, bu Yupiterin atmosferində yaranan və Yer atmosferindəkindən fərqli olaraq çox dayanıqlı olan (10^5 il yaşayan) böyük miqyaslı siklonun təzahürüdür. Siklon-mərkəzində təzyiği minimum olan saat əqrəbi hərəkətinin əksi istiqamətli atmosfer sirkulyasiyasıdır (şəkil 48). Yupiterin atmosferinin 86%-ə yaxın hissəsi hidrogen molekullarından, 14%-ə yaxını isə heliumdan ibarətdir. Bu cəhətdən Yupiter Günəşə bənzəyir. Planetin atmosferində çox cüzi miqdarda metan (0,04%), amonyak (0,06%), asetilen ($2 \cdot 10^{-6}\%$), etan ($10^{-4}\%$) qazları vardır. Atmosferin orta nisbi molekulyar çəkisi 2,3-dür. Bulud qatının yuxarı hissəsində təzyiq $0,5 \text{ atm-ə}$ yaxındır, Yupiter planetinin atmosferində bulud qatı mürəkkəb quruluşludur, üst hissəsi NH_3 -dən, aşağı hissəsi buz kristalları və su damcılarından ibarətdir.

Yupiter haqqında bir sıra yeni məlumatlar ABŞ-da 1972-1973-cü illərdə buraxılmış "Pioner-10", "Pioner-11", 1977-ci ildə buraxılmış "Voyaçer-1" və "Voyaçer-2" planetlərarası avtomat stansiyalar vasitəsilə alınmışdır. Planetin atmosferində heliumun olması "Pioner-10,11" avtomat stansiyaları ilə aşkar edilmişdir. Məlum olmuşdur ki, Yupiterin atmosferində müşahidə olunan 584 E dalğa uzunluğuna malik parlaq rezonans xətt heliuma aiddir (bu dalğada şüalanma yer atmosferində tam udulduğundan Yerdə müşahidə olunmur).



Şəkil 48. Göy işıqda Yupiterin fotoqrafiyası; bu şəkildə Böyük Qırmızı ləkə, zolaqlar və zonalar görünür.

Yupiter Yerə nisbətən Günəşdən 5,2 dəfə uzaqda olduğundan onun səthi Yerdən 27 dəfə az istilik alır və planetin atmosferinin üst qatları Günəş şüalarının 45%-ini əks etdirir. Bunları nəzərə alsaq hesablamaq olar ki, Yupiterin temperaturu 160 K-dir. Lakin "Pioner -10" vasitəsilə aparılan ölçmələrdən məlum olmuşdur ki, Yupiterin temperaturu 130 K-dir və temperaturun gecə-gündüz fərqi sıfırdır. Yupiterdə həqiqi temperaturun belə fərqli alınması onunla izah edilir ki, onun səthi Günəşdən nə qədər istilik alırsa, o qədər də öz daxilindən alır, yəni Yupiter məxsusi daxili enerji mənbəyinə malikdir. Bu enerji istilik enerjisi şəklində planetin üst qatlarına köçür. Bu cəhətdən Yupiter bir növ ulduza bənzəyir. Əlbəttə, bu, o demək deyil ki, Yupiterin nüvəsində istilik-nüvə reaksiyaları gedir. Güman olunur ki, planetin daxili enerjisi, planet əmələ gəldiyi ilk dövrlərdə yaranan qravitasiya sıxılmasının nəticəsidir. Belə sıxılmanın enerjisi toz və ya qaz zərrəciklərinin kinetik enerjisinə, o da öz növbəsində istiliyə çevrilə bilər. Yupiterin səthinə onun daxilindən istiliyin köçürülməsi göstərir ki, planetin daxili qatlarına doğru temperatur böyüyür. Hidrogen-helium atmosferi 1000 km dərinlikdə tədricən daha sıx hala – qaz-maye halına keçir, yəni hər iki qaz ifrat böhran halında olur; daha dərin qatlarda isə planet metallaşmış hidrogendən ibarətdir. Gözləmək olar ki, plane-

tin mərkəzinə ən yaxın nüvəsi istidir (30000K) və böyük təzyi-qə (10 milyon atm) malikdir, özü də nüvə bərk halındadır.

Mərkəzə ən yaxın nüvəsi müstəsna olmaqla Yupiterin nüvəsi maye halında olduğundan və planet sürətlə fırlandığından planetin güclü maqnit sahəsi var. Kosmik texnika vasitəsilə tapılmışdır ki, həqiqətən Yupiterin səthində maqnit sahəsinin gərginliyi 10 E-dir. Maqnit sahəsi güclü olduğundan Yupiterin maqnitosferi çox genişdir – yüz dəfələrlə planetin ölçüsündən böyükdür. Yüksək enerjili elektron və protonlar planetin maqnitosferində tutulub saxlanılır. Bu yüklü zərrəciklər Yupiterin radiasiya qurşaqlarını yaradır. Maqnitosferdə sürətli zərrəciklərin olması nəticəsində burada elektronların maqnit-tormoz şüalanması, xüsusi halda isə sinxrotron şüalanması baş verir. Yupiterin radiasiya qurşaqlarının sinxrotron şüalanmaları 3-70 sm dalğalarda müşahidə olunmuşdur.

Yupiterin 16 peyki vardır.* Bunlardan ilk 4-ü Qaliley tərəfindən 1610-cu ildə kəşf olunmuşdur və ölçülərinə və kütlələrinə görə Ayla müqayisə olunur. Qalan peyklər ölçücə nisbətən kiçikdir. Ən kiçik peykin radiusu 10 km-dir. Yupiterin İo peyki Günəş sistemində yeganə fəal vulkanlara malik peykdir; burada fəaliyyətdə olan 7 vulkan müşahidə olunub ki, hər vulkan püskürməsi zamanı 200 km hündürlüyədək ərmiş qaynar fəvvarə atılır (şəkil 49).

Yupiterin qabarma təsiri və həmçinin planetin maqnit sahəsində hərəkəti zamanı İo peykin nüvəsində yaranan elektrik cərəyanları və kimyəvi elementlərin zəif radiaktiv parçalanması nəticəsində peykin nüvəsi qızır. Yupiterin dörd uzaq peyki (XII, XI, VIII, IX) planetin ətrafında tərs istiqamətdə dolanır. Güman ki, planetin uzaq peykləri asteroid qurşaqlarından tutulmuş kiçik planetlərdir.

* Marsla Yupiter orbitləri arasındakı asteroidlərin 40-dan çoxu Yupiter tərəfindən «zəbt» edilərək onun peyklərinə çevrilmişlər.



Şəkil 49. İo peykində vulkan.

Yupiterin ətrafında qaz-toz zərrəciklərindən ibarət halqa vardır. Məşhur alim S.K.Vsexsvyatski hələ 1960-cı ildə Yupiterin halqaya malik olması haqda hipotez irəli sürmüşdü. O, burada ona əsaslanmışdı ki, planetin ekvatoru üzrə dövrü olaraq nazik tutqun ləkə görünür. 1979-cu ildə "Voyacer-1, 2" kosmik aparatları Yupiterin həqiqətən halqaya malik olduğunu bilavasitə qeydə almışlar. Bu halqanın daxili radiusu 113000 *km*, xarici radiusu 126000 *km*, qalınlığı 1 *km*-dir. Yupiterin halqası tili tərəfdən Yerə yönəldiyindən Yerdən bilavasitə görünür.

§34. Saturn

Saturn Yupiterdən sonra Günəş sisteminin ikinci nəhəng planetidir. Onun kütləsi yerinkindən 95,1 dəfə böyükdür. Planetin basıqlığı çox böyük (1:10) olduğundan onun ekvatorial radiusu (60240 *km*) qütb radiusundan xeyli böyükdür. Saturnun qütblərdən çox basıq olmasının səbəbi onun sürətlə fırlanmasıdır: Saturnun ekvatorial fırlanma dövrü $10^h \cdot 14^m$ -dir və Yupiterdə olduğu kimi ekvatorun uzaqlaşdıqca fırlanma dövrü az da olsa böyüyür. Bu göstərir ki, planet əsasən qaz təbiətlidir, çox geniş və sıx atmosferlə əhatə olunub. Planetin ekvatorunda qravitasiya təcili yerinkindən 1.12 dəfə böyükdür; səthində parabolik sürət 36 *km/san*-dir. Saturnun Günəş ətrafında dolanma

müddəti 29,46 tropik ildir. Planetin fırlanma oxu orbit müstəvisinə normalla $26^{\circ}45'$ -lik bucaq əmələ gətirir. Saturnun orta sıxlığı $0,71 \text{ q/sm}^3$ -dir. Planetin diskində zolaqlar və digər daha incə törəmələr müşahidə olunur. Lakin bunlar Yupiterinkindən fərqli olaraq kiçik kontrasta və ölçüyə malik olub, sayca azdır.

Saturn atmosferinin əsas hissəsini hidrogen molekulları və helium təşkil edir; odur ki, bu cəhətdən Saturn da Yupiter kimi Günəşə bənzəyir. Planetin atmosferində az miqdarda amonyak, metan, asetilen, etan və başqa karbonhidrogenlər vardır.

Saturn daxili quruluşca Yupiterə bənzəyir.

Planetin əksətdirmə qabiliyyəti 0,45-dir. Planetin Günəşdən məsafəsinə (9,54 a.v.) əsasən onun səthində temperaturun qiyməti 83 K alınır. Saturnun səthi Yupiterdəki kimi şərti olaraq 1 atm təzyiqə malik qat hesab edilir. Saturnun infraqırmızı şüalarda müşahidəsi göstərir ki, onun səthində orta temperatur 95 K -dir. Temperaturun fərqli alınması onunla izah edilir ki, Yupiter kimi Saturn da daxili enerji mənbəyinə malikdir və onun şüalanmasının yarından çoxu öz daxili enerjisi hesabındadır. Saturn, özünün gözəl və maraqlı halqası ilə müşahidəçilərin diqqətini özünə cəlb edir (şəkil 50).



Şəkil 50. Saturnun teleskopda görünüşü.

Planetlərarası avtomat stansiyalar tətbiq olunana qədər hesab edirdilər ki, Saturnun cəmi üç halqası vardır. "Voyacer-1", "Voyacer-2" kosmik aparatlarında qoyulan televiziya kameraları vasitəsilə planetin iri planda rəngli əksləri Yerə verilmiş və məlum olmuşdur ki, Saturnun minlərlə çox ensiz və nazik halqası

vardır (şəkil 51). Halqaların hər birinin qalınlığı 2 *km*-dən böyük deyil.



Şəkil 51. Saturn halqasının "Voyacer-1" vasitəsilə 1980-ci ildə alınmış fotoqrafiyası.

Hər 14,7 ildən bir, yəni planetin Günəş ətrafında dolanma periodunun yarısı müddətdən bir halqanın tili yerə yönəlir və o, Yerdən görünür, yalnız ensiz kölgə bu zaman planetin ekvatoru üzrə görünür. Buna saturn halqasının itməsi deyilir. Son belə hadisə 2008-ci ildə olub, növbəti belə vəziyyət 2022-23-cü illərdə olacaqdır. Saturnun halqası bərk və kiçik zərrəciklərdən ibarətdir.

Saturn, gərginliyi 0,5 *E* olan maqnit sənəsinə malikdir. Odur ki, planetin maqnitosferi və radiasiya qurşaqları vardır.

Saturnun 17 peyki qeydə alınmışdır. Bunlardan sonuncu üçü "Voyacer-1", "Voyacer-2", kosmik stansiyaların köməyiylə kəşf olunmuşdur; bu planetin daha yeni peykləri kəşf oluna birlər (əlbəttə, kosmik texnikanın köməyiylə). Saturnun bütün peykləri düz hərəkət edir. Saturnun ən böyük peyki Titandır. Titanın kütləsi $1,35 \cdot 10^{20}$ ton, radiusu 2570 *km*-dir. Bu peyk sıx atmosferə malikdir; peyküstü qatda təzyiq 1 atm-dir, kimyəvi tərkibi əsasən azotdan ibarətdir; az miqdarda metan, sinil turşusu (HCN) vardır. Sinil molekulu hüceyrənin ilkin törəməsi olsa da Titanda həyat ola bilməz; bu peykin temperaturu ~92 *K*-dir.

§35. Uran və Neptun

İndiyədək tanış olduğumuz planetlər teleskopsuz görünür, lakin Uran və Neptun yalnız teleskop vasitəsilə müşahidə olunur. Bunlardan Günəşə yaxın olan Uranın, hətta orta qarşিদurmada vizual ulduz ölçüsü +5^m8-dir.

Uranla Günəş arasındakı orta məsafə 19,2 a.v.-dir. Bu planetin Günəş ətrafında tam dolanma müddəti 84 tropik ilə bərabərdir. Uran öz oxu ətrafında Venera kimi tərs istiqamətdə

fırlanır. Planetin fırlanma oxu orbit müstəvisinə normalla 82° -lik bucaq əmələ gətirir (planet tərs fırlandığından fırlanma oxunun meylini $180^\circ - 82^\circ = 98^\circ$ hesab etmək lazımdır). Uranın fırlanma dövrü $10^h 49^m$ -yə bərabərdir. Uran sürətlə fırlandığından qütblərdən xeyli basıqdır (1:17). Kosmik texnikadan istifadəyə qədər Uranın beş peyki məlum idi. Bu peyklərin orbit müstəviləri planetin orbit müstəvisinə perpendikulyara yaxındır və planetin fırlanması istiqamətdə onun ətrafında dolanırlar. 1977-ci ilin avqustunda ABŞ-da Urana tərəf buraxılan "Voyacer-2" avtomat stansiyası vasitəsilə 1986-cı ilin əvvəllərində Uranın 8 peyki kəşf edilmişdir. Bu kiçik "ayların" diametrləri 320-480 km arasındadır. Əvvəllər məlum olan 5 peykin ən kiçiyinin diametri 400 km, ən böyüyünkü 1000 km-dir. Uranın kütləsi yerinkindən 14,6 dəfə böyükdür, radiusu 24300 km-ə bərabərdir. Uranın halqası, planet zəif ulduzları örtən zaman aparılan fotoelektrik müşahidələrdə, görünür, çünki bu halqanın əksətdirmə qabiliyyəti çox kiçik, hətta dudanın əksətdirmə qabiliyyətindən də kiçikdir (0,03-dür). Uranın halqalar çoxluğu planetin ekvatoru üzrə onun ətrafına dolanır.

Neptun Urandan sonra Günəş ətrafında dolanan nəhəng planetlərin dördüncüsüdür. Bu planetin orta qarşıdurmada vizual ulduz ölçüsü $+7^m,6$ -dır. Planetin Günəşdən orta məsafəsi 30,1 a.v.-dir. Neptunun Günəş ətrafında dolanma müddəti 165 ildir. Onun fırlanma oxu orbit müstəvisinə normalla 29° -lik bucaq əmələ gətirir. Planet düz istiqamətdə, yəni qərbdən şərqə fırlanır və fırlanma dövrü $15^h,8, \pm 1^h$ -dir. Neptunun iki peyki məlumdur. Bunlardan Triton Titan kimi Günəş sistemindəki peyklərin çox böyüklərindəndir (diametri 4000 km, kütləsi isə $1,5 \cdot 10^{20}$ ton, yəni yerin kütləsindən cəmi 40 dəfə kiçikdir). Neptunun radiusu 25050 km-ə, kütləsi 17,2 Yer kütləsinə bərabərdir.

Uran və Neptun Yupiter və Saturn kimi geniş atmosferə malikdir. Spetrokopik müşahidələrdən bu planetlərin atmosferlərində hidrogen molekulları və metan tapılmışdır. Uranın orta sıxlığı $1,7 \text{ q/sm}^3$, Neptununki $1,72 \text{ q/sm}^3$ -dur. Beləliklə, bu planetlərin orta sıxlıqları Yupiter və Saturnun orta sıxlığından böyükdür. Ola bilsin ki, Uran və Neptunda əvvəlki iki nəhəng planetə nisbətən daha çox ağır elementlər vardır.

II HISSƏ. GÜNƏŞ SİSTEMİNİN KİÇİK CİSİMLƏRİ

§36. Kiçik planetlər (asteroidlər)

1772-ci ildə alman astronomu Bode, bundan 6 il əvvəl riyaziyyatçı Titsius tərəfindən planetlərin astronomik vahidlərlə Günəşdən olan məsafələrindəki qanunauyğunluq haqqındakı kəşfini ümumiləşdirərək bir empirik qanun verdi. Bu Titsius-Bode empirik qanunu adlanır və belə yazılır:

$$a = 0,3 \cdot 2^n + 0,4$$

Burada a – astronomik vahidlərlə heliosentrik məsafədir.

9-cu cədvəldə aşağıdakılar verilmişdir: birinci sütunda – böyük planetlərin adları (Titsius və Bodedən sonra kəşf olunan planetlər mötərizədə yazılmışdır), ikinci sütunda – Titsius-Bode empirik düsturuna daxil olan n -nin qiymətləri, üçüncü sütunda – həmin düsturdan bu qiymətlərə uyğun astronomik vahidlərlə tapılan Günəşdən planetlərə qədər orta məsafə, dördüncü sütunda – planetlərə qədər həqiqi məsafələrin astronomik vahidlərlə qiymətləridir.

Titsius-Bode qaydası verilən vaxt nə astreoidlər, nə də Uran (əlbəttə, həm də Neptun) kəşf olunmamışdı. Cədvəldən görünür ki, Neptun müstəsna olmaqla asteroidlər və Uran da daxil olmaqla bu empirik qayda özünü doğruldur. Neptunun Günəşdən həqiqi orta məsafəsi Bode-Titsius qaydasından tapılan qiymətdən kiçikdir. Buna baxmayaraq Titsius-Bode qaydası kəşf olunandan sonra hər şeydən əvvəl Marsla Yupiter arasında hərəkət edən obyekt (obyektləri) axtarmaq fikri meydana çıxmışdır. Cədvəldən görüldüyü kimi bundan əvvəl Uran planeti kəşf edilmişdi. 1801-ci il yanvarın 1-də italyan astronomu Piasi buğa bürcündə ləng hərəkət edən 7^m ulduz ölçülü obyekt müşahidə etdi. Qauss bu obyektin orbitini hesabladı və məlum oldu ki, həmin obyektin Günəşdən orta məsafəsi $a = 2,77$ a.v.-dir. Bu cisim eksentrisiteti $e = 0,080$ olan orbit üzrə Günəşin ətrafına dolanır. Bundan sonra 1807-ci ilədək daha 3 buna bənzər obyekt tapıldı. Kəşf olunan bu obyektlərin ölçülərinin adi planetlərə nisbətən çox-çox kiçik olması şübhə doğurmadı. Odur ki, on-

lara kiçik planet və ya asteroid adı verildi (yunanca "aster" ulduzvari və "Yeidos"- görkəm deməkdir; bu obyektlər çox kiçik olduğundan nöqtəvi-ulduzvari görünüşə malikdirlər). Daha sonralar yeni asteroidlər kəşf etmək üçün fotoqrafik üsul tətbiq edildi. Bu üsulun mahiyyəti belədir: asteroidlər Günəşdən ~2,8 a.v. məsafədədirsə, onların göydə görünən hərəkət sürəti saatda 0', 6-yə yaxın olmalıdır. Odur ki, teleskopu göy sferasının sutkalıq fırlanmasına nisbətən bu fərqlə çevirsək asteroid fotolövnənin eyni nöqtəsini işıqlandırmalı, ulduzlar isə nazik qövs-lər cızmalıdır. Qeyd edək ki, bu halda fotolövhədə asteroidin xəyalı kəskin və azacıq ovalvari görünür.

Cədvəl 9

Planetlərin məsafələrindəki qanunauyğunluq

Planetlər	n	Hesablanan məsafə, (a.v.-lə)	Həqiqi məsafə, (a.v.-lə)
Merkuri	-∞	0,4	0,39
Venera	0	0,7	0,72
Yer	1	1,0	1,00
Mars	2	1,6	1,52
Asteroidlər (1.I.1801)	3	2,8	2,2-3,6 (orta 2,9)
Yupiter	4	5,2	5,20
Saturn	5	10,0	9,54
Uran (13.III.1781)	6	19,6	19,19
Neptun (23.IX.1846)	7	38,8	30,07

Fotoqrafiyanın tətbiqi yeni- yeni asteroidlər kəşf etməyə imkan verdi. Hazırda üç minə yaxın asteroidin orbit elementləri məlumdur. Ölçücə böyük asteroid çox azdır – yalnız 14-nün ən kəsiyi 250 km-ə qədərdir və ən böyükləri aşağıdakılardır: Sere-ra, Pallada, Vesta, Qiqeya (en kəsikləri km-lərlə uyğun olaraq 1000, 610, 540, 450) asteroid var ki, diametri 1 km-dir.

Asteroidlərin sıxlığı müxtəlifdir – 2 q/sm^3 -dən (daş asteroidlər) $7-8 \text{ q/sm}^3$ -dək (dəmir-nikel asteroidlər). Asteroidlərdən ən parlağının vizual ulduz ölçüsü $+7^m$, ən zəifinki $+17^m$ -dən də zəifdir. Günəşdən məsafələri 2,06 a.v.-dən 4,30 a.v. qədər olan planetlərarası fəza asteroidlər qurşağı və ya halqası adlanır. Bu

zonada olan asteroidlər Günəş ətrafında 2,96 ildən 8,92 ilə qədər müddətdə tam dolanırlar. Bunların əksəriyyəti- 98%-i təşkil edirlər. Asteroidlər qurşağından kənarda Günəş ətrafında dolanan asteroidlər də vardır. Məsələn, İkar, Kermes adlı asteroidlər belələrinəndir. Bunların orbitlərinin eksentrisiteti vahidə yaxındır. Bu planetlər perihelidə Yerə $6 \cdot 10^6$ km-ə qədər yaxınlaşırlar. Asteroidin parlaqlığının periodik dəyişməsinə əsasən onun firlandığını müəyyən etmək olur. Bu qayda ilə çox sayda asteroidin öz oxu ətrafında firlandığı müəyyən edilmişdir.

Asteroidlər içərisində iki maraqlı qrup vardır, bunlara Troyan müharibəsinin qəhrəmanlarının adları verilmişdir: "yunanlar" və "troyanlar". Troyanlar Yupiterdən arxada 60° -lik bucaq məsafəsində, "yunanlar" isə bu planetdən irəlidə 60° -lik bucaq məsafəsində Yupiterin orbitinə yaxın orbitlər üzrə Günəşin ətrafında dolanırlar. Əvvəllər "Yunanlar"da 10, "Troyanlarda" da 5 asteroid olduğu hesab edilirdi. Ancaq indi məlumdur ki, bu qruplardakı kiçik planetlərin sayı 35-dən az deyil, bəlkə də xeyli çoxdur. Göy mexanikasından bilirik ki, haqqında danışdığımız asteroidlər qrupunun hər biri təpə nöqtələrində Günəş və Yupiter olan bərabər tərəfli üçbucağın təpələrindən biridir. Beləliklə, hər iki üçbucağın forma və ölçüsü hərəkət zamanı dəyişməz qalır, çünki Laqranjın xüsusi üç cisim məsələsinin həllinə görə bərabər tərəfli üçbucağın təpə nöqtələrində yerləşən üç belə cisimlər qrupunun kütlə mərkəzi bu üçbucağın təpəsində yerləşən planet tərəfindən sarsınmır. Başqa asteroidlərə gəlincə, bunlar, xüsusilə Yupiter tərəfindən ciddi sarsınırlar. Asteroidlərin lap kiçikləri və meteoritlər bir-birləri ilə toqquşma ilə nəticələnən sarsıntıya uğrayırlar. Nəticədə bunlar muxtəlif ölçülü - yüz metrlərlə ölçüyə malik kütlədən toz hissəciyinə qədər parçalanırlar.

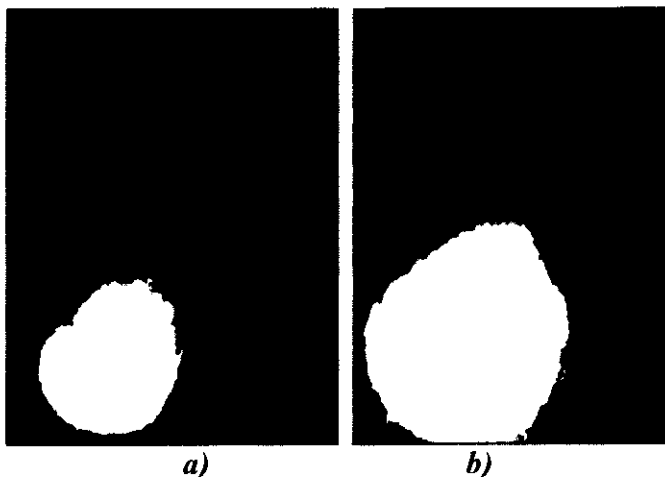
§37. Kometlər

Komet adı yunancadan götürülmüş termindir: "kometes"- quyruqlu ulduz, göy cismi deməkdir. El arasında komet elə quyruqlu ulduz adlanır. Səbəbi bu obyektin adi közlə müşahidəsi

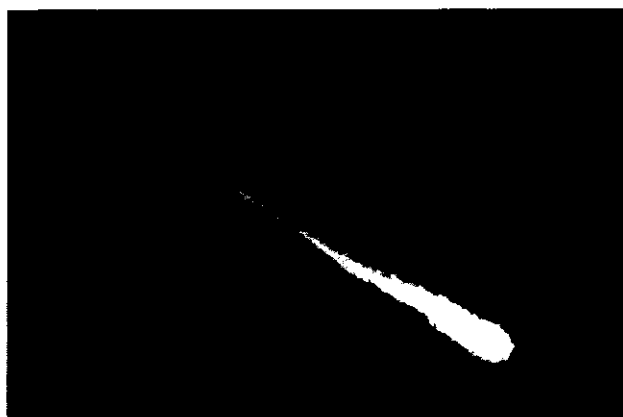
zamanı uzunluğu bir neçə və hətta bir neçə on dərəcə olan parlaq quyruğa malik olması ilə əlaqədardır. Kəşf olunan kometlərin sayı parlaqlığından asılıdır: 10-15 ildə bir parlaq komet qeydə alındığı halda fotoqrafik müşahidələrlə ildə bir neçə dənə 18^m - 19^m ulduz ölçüsünə malik zəif komet qeydə alınır. İndiyə qədər minlərlə belə komet qeydə alınmışdır. İlk dəfə ingilis astronomu Halley hesab etmişdir ki, kometlər Günəş sisteminin cisimləridir. O, 1333-1695-ci illərdə müşahidə olunmuş 24 parlaq kometin orbitlərini hesablamış və bunlardan birinin hər 76 ildən bir göründüyünü müəyyən etmişdi. Həmin kometin orbitini hesablayanda Halley tapmışdır ki, bu kometin Günəş ətrafında dolanma periodu doğrudan da 76 ilə bərabərdir. Bu kometin orbitinin böyük yarımoxu $a=17,95$ a.v., eksentrisiteti $e=0,967$, orbit müstəvisinin ekliptikaya meyli $i=162^\circ$ -dir. $i>90^\circ$ olduğundan komet Günəş ətrafında tərs istiqamətdə dolanır. Orbitinin eksentrisiteti və böyük yarımoxuna əsasən bu kometin periheli məsafəsinin $q=0,587$ a.v. (Veneranın orbitinin daxilindədir), afeli məsafəsinin $Q=35,31$ a.v. (Neptunun orbitindən xaricdədir) olduğu müəyyən edilmişdir. Halleyin hesablamalarına görə onun vaxtında axırıncı dəfə 1682-ci ildə görünən bu komet bir də 1758-ci ilin axırlarında görünməli idi. Fransız alimi Klerö bu kometin orbitinin Yupiter və Saturn tərəfindən sarsınmasını nəzərə alaraq, Halleyin hesablamalarına azacıq düzəliş verməklə bu hesablamaların, ümumiyyətlə, dəqiq olduğunu müəyyən etmişdir. 1758-ci il dekabrın 25-də, Halleyin vəfatından 16 il sonra həmin komet görünməyə başlamış və 1759-cu il martın 13-də perihelidən keçmişdir. Alimin şərəfinə bu kometə Halley kometi adı verilmişdir. Halley kometi sonralar 1835, 1910-cu illərdə və 1985-ci ilin payızından 1986-cı ilin yazına qədər müşahidə olunmuşdur. 52 və 53-cü şəkillərdə Halley kometinin Yer şimal orta enliklərində ən yaxşı görünmə dövründə teleskop vasitəsilə alınmış əksləri göstərilmişdir.

52a şəklində kometin 1985-ci il 12 dekabrda, 53b-də isə bundan beş gün sonra Qazaxıstan Elmlər Akademiyasının Astrofizika İnstitutunun 1 metrlik teleskopunda alınmış fotosəkilləri göstərilmişdir. Kometin baş hissəsinin sürətlə böyüdüüyü bu

şəkillərin müqayisəsindən aydın görünür. 53-cü şəkildə Halley kometinin 1986-cı il 1 yanvarda, 54-cü şəkildə 3 yanvarda həmin institutun 46 santimetirlik Şmidt teleskopunda alınmış fotoşəkillərini görürük.



*Şəkil 52. Halley kometinin baş hissəsinin fotoqrafiyası
131 a-1985-ci il 12 dekabrda, 131 b –isə 17 dekabrda alınmışdır.*



*Şəkil 53. Halley kometinin quyruğunun
fotoqrafiyası 1986-cı il 1 yanvarda alınmışdır.*



Şəkil 54. Halley kometinin quyruğunun fotoqrafiyası 1986-cı il, 3 yanvarda alınmışdır.

Şəkillərin müqayisəsindən kometin baş hissəsinin böyüməkdə davam etdiyini, qısa müddətdə onun quyruğunun əvvəl qopduğunu, sonra isə xeyli uzaqlaşdığını (14 milyon *km*-ə qədər) müəyyən etmək olur.

Kometlərin orbitləri çox müxtəlif olur: onların eksentrisitetləri vahiddən kiçik (elliptik), vahid və vahiddən böyük (parabolik və ya hiperbolik) ola bilər.

Kometlər, xüsusilə Yupiter və Saturn tərəfindən ciddi sarsınır. Nəticədə parabolik komet elliptikə və ya elliptik komet parabolikə, yaxud hiperbolikə çevrilə bilər. Dövrü kometin parabolikə çevrilməsi kometin itməsi üçün yeganə səbəb deyildir. Müşahidələr göstərir ki, kometlərdə parçalanma da gedir. Məsələn, 1772-ci ildə kəşf olunmuş Biela kometi 1815, 1826 və 1832-ci illərdə müşahidə olunmuşdur: 1846-cı ilin yanvarında həmin kometin orbiti üzrə bir deyin, iki komet görünmüş və məlum olmuşdur ki, bunlar Biela kometinin parçalarıdır. Bundan sonra kometin parçaları gözdən itmiş, lakin bu kometin orbiti üzrə yerləşən orbit boyunca dəfələrlə güclü meteor seli – "yağışı" qeyd alınmışdır (növbəti paraqrafa bax).

Günəşə kifayət qədər yaxınlaşan komet adətən baş hissədən (buna koma deyilir) və quyruqdan ibarət olur. Kometin

quyruğu günəş işığının təzyiqi və günəş küləyinin daşdığı maqnit sahəsinin təsiri ilə yaranaraq formalaşır. Quyruq yüklü zərrəciklərdən-ionlardan ibarət olduğundan Günəş küləyi quyruğun inkişafında müəyyən rol oynayır: yüklü zərrəciklər, ancaq maqnit qüvvə xətləri boyunca hərəkət etdiyindən Günəş küləyinin özü ilə daşdığı maqnit sahəsi quyruğun ionlarını bu sahənin qüvvə xətləri boyunca hərəkət etməyə məcbur edir.

Spektrin görünən oblastında komanın parlaqlığı C_2 molekulunun şüalanmasından ciddi asılıdır. Bəzi kometin parlaq baş hissəsinin diametri $10^5 km$ olur; onun ölçüsü L_α -da daha böyük ($10^7 km$) olur. L_α -da şüalanmanın mexanizmi komada Günəşin səpilən ultrabənövşəyi şüaları ilə bağlıdır. Komada həmin şüaların təsiri ilə onun əsas tərkib hissəsi olan H_2O molekulları hidrogen və OH radikalına dissosasiya edir. Hidrogen atomu isə öz növbəsində Günəşin ultrabənövşəyi şüalarının təsiri ilə L_α xəttində şüalanma verir. Böyük kometlər saniyədə 10^{29} - 10^{30} hidrogen atomu, yaxud $\sim 3 \cdot 10^{29}$ hidrogen molekulu itirir. Kometin baş hissəsinin mərkəzindən $100 km$ məsafədə hidrogen molekullarının sürəti $1 km/san$ qəbul edilərsə, bu məsafədə H_2O molekullarının konsentrasiyası

$$n = \frac{N}{4\pi r^2 V} = \frac{3 \cdot 10^{29}}{4\pi(10^7)^2 \cdot 10^5} \approx 3 \cdot 10^9 sm^{-3}$$

olar, burada $N \approx 3 \cdot 10^{29} san^{-1}$ -bir saniyədə itirilən hidrogen molekullarının tam sayı, $r = 10^7 sm$ -nüvəyə qədər məsafə, $V = 10^5 sm/san$ molekulun sürətidir.

Kometlərin mənşəyi tam aydın deyil. S.K.Vsexsvyatskiyə görə qısa dövrlü kometlər Yupiter və onun bəzi peyklərində vaxtaşırı baş verən vulkanik püskürmələrdən əmələ gəlir. Məlumdur ki, İo peykində vulkanik püskürmələr bilavasitə müşahidə olunmuşdur. Məşhur Holland astronomu Oorta görə Günəş sistemi Günəşdən 1 parsek məsafədə yerləşən və müxtəlif ölçülü komet nüvələrindən ibarət nəhəng ölçüyə malik buludla əhatə olunmuşdur. Ulduzların sarsıdıcı təsiri ilə bəzi komet nüvələrinin orbitləri dəyişir və nəticədə bu nüvələr sistemin daxilinə doğru hərəkət etməklə Günəşətrafi fəzada görünür.

§38. Planetlərarası fəzada toz mühiti və meteorlar

Kometlərin müxtəlifölçülü toz hissəciklərinin mənbəyi olmasına şübhə yoxdur. Bunlar həm kometlərin parçalanması nəticəsində yaranan, həm də Günəşə yaxınlaşarkən itələmə qüvvəsinin təsiri ilə kometləri tərk edən hissəciklərdir. Asteroidlərin toqquşması da planetlərarası toz mühitinin əmələ gəlməsinə səbəb olmalıdır. Planetlərarası toz əsasən ekliptika müstəvisində sıxlaşır və bunu biz zodiak işığı kimi müşahidə edirik (bax: §40). Kosmik cihazlar planetlərarası toz hissəciklərinin toqquşmasını bilavasitə qeydə alır. Bu toz hissəciklərinin böyükləri (diametri 10 *mkm* olanları) və 3 a.v. radiuslu orbitə malik olanları Robertson-Poyntinq effektinə əsasən 10 il müddətində Günəşin üzərinə düşür. Bu effektə görə toz hissəciyinə bağlı koordinat sistemində işığın təzyiq qüvvəsi vektoru sürət vektorunun əksi istiqamətdə yönəlmiş komponentə malikdir; belə toz hissəciyi spiralvari orbit boyunca Günəşə yaxınlaşır. Bundan başqa şüa təzyiqi ilə planetlərarası toz hissəcikləri, arası kəsilmədən, Günəş sistemini tərk etdiyindən planetlərarası mühiti yeni toz hissəcikləri ilə təmin edən mexanizm olmalıdır. Yuxarıda qeyd etdik ki, belə mexanizmlər kometlərin parçalanması, onlar Günəşə yaxınlaşanda toz hissəciklərinin ayrılması, asteroidlərin toqquşması və qəlpələnməsi ola bilər.

Planetlərarası toz mühiti içərisində ən dinamik maddə növü meteor maddəsidir. Bunların ən kiçikləri (<0,5*mkm*) işığın təzyiqi ilə Günəş sistemini tərk edirlər. Nisbətən böyük meteor maddəsi Robertson-Poyntinq effekti nəticəsində Günəş sistemində qalır. Bunların hər birinin kütləsi qramın onda biri qədər, hətta daha kiçik olur. Nadir halda bəzi meteor cisminin kütləsi qramlarla olur. Bu cisimlərin konsentrasiyası çox kiçikdir: yerətrafi fəzada 1km^3 həcmdə iki mikrometeor vardır. Yerə nisbətən sürətləri 10-15*km/san* olan mikrometeorlar əksəriyyəti təşkil edirlər. Belə kiçik sürətli meteor cisimləri Yer atmosferinə daxil olanda orada adi toz şəklində qalırlar, ya da yerin səthinə çökürlər. Bəzi meteor cisimlərinin sürəti (30-40) *km/san* olur və belələri Yer atmosferinə daxil olanda əriyir, alışıq və el

arasında axan ulduzlar adlanan hadisəni yaradır. Beləliklə, axan ulduz hadisəsinin səbəbi kiçik kosmik zərrəciklər selinin (30-40) *km/san* və daha böyük sürətlə Yer atmosferinə daxil olması və atmosfer tərəfindən ciddi tormozlanması nəticəsində əriyə-rək alışımasıdır. Meteorların əksəriyyəti atmosferin (80-120) *km* hündürlüyündə alışıır və (30-40) *km* hündürlükdə toz halında atmosferə qarışaraq sönür. Axan ulduzların spektral tədqiqatları göstərir ki, onların spektrləri əsasən ionlaşmış kalsiumun *H* və *K*, neytral dəmir, kalium, ionlaşmış aliminium, silisium və başqa elementlərin emisiya xətlərindən ibarətdir. Ümumiyyətlə, meteorların kimyəvi tərkibi kometlərin nüvəsinin və sonrakı paraqrafda tanış olacağımız meteoritlərin kimyəvi tərkibindən prinsipcə fərqlənməməlidir. Lakin meteor zərrəciklərin mexaniki quruluşu başqa olmalıdır. Onların Yer atmosferində tormozlanma sürətlərinin qiyməti bunu sübut edir: meteor zərrəciklər elə tormozlanır ki, sanki, onların sıxlığı metalın sıxlığından kiçikdir. Bu onu göstərir ki, meteor zərrəciklər çox kiçik zərrəciklərdən təşkil olunmuş və bu zərrəciklərin arası tez uçan mühitlə dolduğundan onlar çox məsaməlidir. Meteorların müşahidəsində fotoqrafiya və radiolokasiyadan geniş istifadə edilir. (3-10)m dalğalarda işləyən radiolokatorlar vasitəsilə meteor axandan sonra arxasında qalan ionlaşmış hava sütunundan əks olunan impuls qeydə alınır. Bundan istifadə edərək meteorun hündürlüyü və sürəti təyin olunur. Meteor axandan sonra parlaq iz qalır. Bu, ionlaşmış hava sütununda molekulların həyəcanlanmasının nəticəsidir. Həmin parlaq iz bir neçə saniyədən bir neçə dəqiqəyədək yaşayır. Parlaq izin çox davam etməsi həm geosentrik sürətdən, həm də kütlədən asılıdır. Bəzən meteor seli iri kütləli komponentlərdən ibarət olur. Bunlar çox parlaq meteorlardır və *bolid* adlanırlar.

Meteorların mənşəyi məlumdurmu? §37-də gördük ki, parçalanaraq meteor selinə çevrilən kometlər vardır, məsələn, Biela kometi. Bu komet yox olandan sonra orbiti həmin kometin orbiti üzərinə düşən meteor seli dönə-dönə müşahidə olunmuşdur. Buradan deyə bilərik ki, meteorlar kometlərin dağılması nəticəsində yaranır. Bunu subut edən əlavə çoxlu dəlillər də

vardır. Bu dəlillərlə tanış olaq. Meteorların görünmə tezliyi və onların Günəş sistemi fəzasında paylanması həmişə müntəzəm olmur. Dalbadal bir neçə gecə göyün eyni oblastında meteor selini müşahidə edərək onların izlərini əks tərəfə uzatsaq görürük ki, bu izlər göyün eyni nöqtəsində yığışır. Bu nöqtə meteor selinin *radiantı* adlanır. Belə müşahidələrdən məlum olmuşdur ki, hər bir meteor selinin radiantı göyün müəyyən nöqtəsində olmaqla yanaşı, hadisənin təkrarlanması da dövrüdür. Məsələn, hər il iyulun ortalarından avqustun ortalarınadək radiantı Persey bürcündə olan meteorlar seli müşahidə olunur. Bunlara bürcün adına uyğun olaraq *Perseidlər* deyilir; yaxud hər il aprelin ortalarında və noyabrın ortalarında radiantları uyğun olaraq Lira və Şir bürcələrində olan meteor selləri müşahidə olunur: bunlara uyğun olaraq *Liridlər* və *Leonidlər* deyilir. Bir maraqlı cəhət də orasındadır ki, bu meteor selləri hər il eyni fəallıqda olmur-fəallıq müəyyən periodla maksimum olur. Bu zaman meteor seli o qədər güclü olur ki, bu hadisə *ulduz yağışı* adlanır. Buradan belə nəticəyə gəlirik ki, meteor maddəsi orbit üzrə bərabər paylanmır – orbitin bir yerində bu çox, başqa yerində xeyli azdır. Yer, meteor selinin sıx olduğu meteor orbiti sahəsindən keçəndə məhz ulduz yağışları müşahidə olunur. Beləliklə, dövrü müşahidə olunan meteor seli vaxtı ilə mövcud olan periodik kometin parçalanması, bu parçaların əvvəlki orbit üzrə qeyri-bərabər paylanması və Yerin bu orbitin müxtəlif nöqtələrindən periodik olaraq keçməsinin nəticəsidir.

Heç bir meteor selinə aid olmayan, başqa sözlə radiantı olmayan meteor selləri də olur. Bunlar sporadik *meteor seli* adlanır.

§39. Meteoritlər

Meteoritlər elə nisbətən böyük kütləyə malik obyektlərdir ki, onlar Yerin cazibə sahəsinə daxil olarkən meteorlar kimi atmosferdə yanıb yox olmur və yerin səthinə düşür. İndiyədək Yerdə 3000-ə qədər meteorit tapılıb. Güman etmək olar ki, ibtidai insanlar bu meteorit parçalarından metal alətləri düzəltmək

üçün istifadə edirlərmiş. Kimyəvi tərkiblərinə görə meteoritlər üç qrupa bölünür: daş (aerolit), dəmir-daş (siderolit) və dəmir (siderit) meteoritlər. Aerolitin tərkibində 47% oksigen, 21% silisium, 16% dəmir, 14% maqnezium və 2% qarışıq vardır. Buradan görünür ki, daş meteoritin tərkibində O və Si elementlərinin nisbi miqdarı yer qabığındakına yaxındır, metal isə çoxdur. Siderolitin tərkibində 55% dəmir, 19% oksigen, 12% maqnezium, 8% silisium, 5% nikel, 1% qarışıq vardır. Siderit 91% dəmirdən, 8% nikeldən, 0,5% kobaltdan və qalan çox az hissə fosfor, kükürd və başqa qarışıqlardan ibarətdir. Meteorit növlərinin kimyəvi tərkiblərinin müqayisəsindən onlara verilən adların tərkiblərinə uyğun olduğu görünür. Yerdə tapılan meteoritlərin əksəriyyəti dəmir meteoritdir. Əslində isə daş meteorit əksəriyyəti (80-90%-i) təşkil etməlidir. Bu uyğunsuzluq onunla əlaqədardır ki, daş meteorit atmosferdə daha kiçik qəlpələrə parçalanır və bunları yerdə tapmaq çətinləşir. Meteorit yer atmosferindən keçəndə sürtünmə nəticəsində bərk qızır (2500° - 3000° -dək), səthi buxarlanır və yerə düşən meteorit yanmış daş və ya dəmir qalığını xatırladır. Ən böyük meteoritlərdən biri Cənubi-Qərbi Afrikaya düşmüş Qoba meteoritidir, onun kütləsi 60 tondur. 1959-cu il noyabr ayının 24-də saat 7-05 dəqiqədə Azərbaycanda Yardımlı rayonu ərazisinə indi ədəbiyyatda Yardımlı meteoriti adlanan meteorit düşmüşdür. Bu meteoritin kütləsi 152 *kq* olmuşdur. Çəkisi 127 *kq* olan böyük hissədən başqa 4 kiçik qəlpəsi tapılmışdır. Bu meteoritin əsas tərkib hissəsi (92%-i) dəmirdən, 7%-i nikeldən, qalanı kobalt, fosfor, kükürddən, misdən ibarətdir. Rusiya ərazisində tapılan meteoritlər içərisində ən məşhuru Sixote-Alin dəmir meteoritidir (12 fevral 1947-ci ildə Uzaq Şərqdə Sixote-Alin dağ silsiləsinə düşüb); bu meteorit, 2,4 *km*² sahədə ümumi kütləsi 100 ton olan dəmir "qəlpələrindən" ibarətdir; həmin qəlpələr Yerin səthində çoxlu dərin qıflar əmələ gətirmişlər. Ən böyük dəmir meteoritlərdən biri Pallasovo Dəmir meteoritidir, onun kütləsi 687 *kq*-dır. Meteoritləri öyrənməyin elmi əhəmiyyəti böyükdür (Aydan gətirilən süxur nümunələri müstəsna olmaqla meteoritlər hələlik yeganə kosmik obyektlərdir ki, bilavasitə Yer laboratoriyaların-

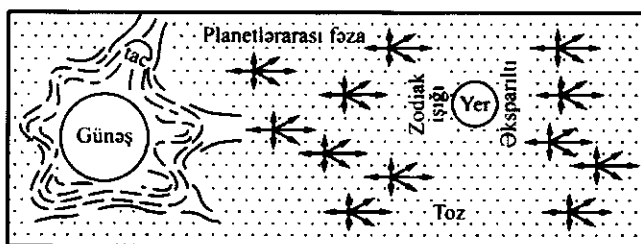
da öyrənilir).

Quruluşuna və yaranma şəraitinə görə meteoritləri iki qrupa bölürlər: *diferensasiya olunmuş meteoritlər və xondritlər*. Birincilər böyük cismin (ola bilsin asteroidin) dağılmasından əmələ gəlmişlər. Xondritlər isə kiçik hissəciklərin birləşməsindən əmələ gəlmişlər; ola bilsin ki, bu kiçik hissəciklər maddənin planetə qədər mərhələsinin – protoplanet dumanlığının tərkib hissəsidir; əgər belədirsə xondritləri öyrənmək Günəş sistemi planetlərinin mənşəyini öyrənmək üçün xüsusi əhəmiyyətə malikdir. Odur ki, bir daha xondritlər haqqında:

Xondrit "xonda" sözündən götürülüb; xonda diametri 1mm olan silikat kürecikdir və belə kürecik, müəyyən qaz mühiti (məsələn, protoplanet maddəsi) soyuyarkən sıxılaraq bir yerə toplaşan maddə damcısidir. Az sayda elə xondritlər tapılmışdır ki, onların ucu üçbucaq şəkilli səthə malikdir və belə xondritlərdə uçucu maddənin nisbi miqdarı Günəşdəki kimidir. Güman edilir ki, bucaqlı xondrit hələ Günəş və planetlər olmayanda yaranan mühitin – protoplanet dumanlığının elə mərhələsini əks etdirir ki, o mərhələdə dumanlığın maddələri birbirinə çox yaxşı qarışmışlar. Əlbəttə, meteoritlərin yaşı ən çoxu bizim planet sisteminin yaşı tərtibdə olmalıdır. Doğrudan da meteoritlərin tərkibində olan az miqdarda radiaktiv elementlərə görə hesab edilir ki, meteoritlərin yaşı $0,5 \cdot 10^9$ -dan $4,5 \cdot 10^9$ ilə qədər ola bilər. Günəş sistemi və ulduzların mənşəyi problemlərindən bəhs edəndə xondritlərin nə kimi rol oynaya bilməsindən bir daha danışacağıq.

§40. Zodiak işığı və əksparıltı

Biz paraqraf 23-də Günəş tacından bəhs edəndə gördük ki, F komponenti bilavasitə taca aid deyildir. Çox zəif polyarizə olunmuş bu komponent Günəşlə Yer arasındakı fəzada mikroskopik ölçülü toz hissəciklərindən Günəş işığının səpilməsi təzahürüdür.



Şəkil 55. Planetlararası fəzada Günəş şüalanmasının toz hissəciklərindən səpilməsi; oxların uzunluğu səpilmə şüalarının intensivliyi ilə mütənasibdir.

Bu tozcuqların Günəş işığını səpmə xüsusiyyəti elədir ki, şüanın düşdüyü istiqamətdə səpilmə ən böyük ehtimaldır – bu istiqamətdə səpilmə işığı intensivliyi ən böyükdür. Bu 55-ci şəkildə təsvir olunmuşdur. Həmin şəkildən görünür ki, ən intensiv səpilmə Günəş yaxınlığında olmalıdır. Bu, "yalançı tac" mənzərəsidir. Günəş işığının Günəş-Yer arası fəzada mikroskopik tozlardan səpilməsi özünü Günəşdən böyük məsafələrdə də göstərir. Belə ki, yazda və payızda, xüsusilə tropik (və orta) enliklərdə ekliptika üfüqdən xeyli yuxarı qalxdığından yazda açıq aysız axşamlar qərbdə, payızda səhərə yaxın şərq tərəfdə ekliptika üzrə yayılan işıqlanma müşahidə olunur. Bu işıqlanma üfüqdən uzaqlaşdıqca həm zəifləyir, həm də sanki parlaq konusun, yaxud piramidanın oturacağından onun təpəsinə doğru ensizləşir. Bu işıqlanma ekliptika boyunca olduğundan ona *zodiak işıqlığı* deyilir. Zodiak işığının ən parlaq oblastı Günəş tərəfdə üfük yaxınlığındadır; bu oblast açıq və aysız gecələrdə ulduz göyündə müşahidə olunan Ağ Yol-Kəhkəşan parlaqlıqda olur. Günəşdən 180°-lik bucaq məsafəsində, yəni Günəşdən əks tərəfdə Günəş batandan dərhal sonra və ya Günəş doğmazdan bir qədər əvvəl zodiak işığının parlaqlığı bir qədər böyüyür və diametri ~10° olan ellips şəkilli dumanlığa bənzər ləkəni seçmək olur; bu, əksparıltı adlanır. Planetlararası mikroskopik toz mühitinin konsentrasiyası çox kiçik- 10^{-22} - 10^{-23} q/sm³-dur, odur ki, bu mühit planetlərin hərəkətinə heç bir maneçilik törətmir.

Yerin suni peykləri vasitəsilə zodiak işığı və əksparıltı intensiv öyrənilir.

V FƏSİL. ULDUZLAR

§41. Ümumi məlumat

Ulduzlar Kainatda ən çox yayılmış göy cisimləridir. İndiyədək bizə məlum olan Kainat obyektlərinin kütləsinin 98%-dən çoxu ulduzlara məxsusdur. Günəş də bu ulduzlardan biridir. Beləliklə, ulduzlar işıq və istilik enerjisinə malik olan qaz kürələridir. Əlbəttə, ulduzlar kütlə, radius və işıqlıqlarına və ya temperaturlarına görə bir-birlərindən ciddi fərqlənirlər. Elə ulduzlar var ki, onların radiusları Günəşinkindən yüz dəfələrlə kiçikdir, elə ulduzlar da var ki, onların radiusları Günəşinkindən yüz dəfələrlə, min dəfə, hətta daha çox böyükdür. Ulduzun kütləsi Günəşinkindən ~ 80 dəfə böyük və ya 50 dəfə kiçik ola bilər. Nəhayət, elə ulduzlar var ki, onların işıqlığı Günəşinkindən yüz min dəfə böyük, yaxud yüz min dəfə kiçikdir. Söylədiyimiz bu müxtəlifliklərdə neytron ulduzlarını da nəzərə alsaq, məsələn, radiuslarına görə onlar yüzdəfələrlə kiçiklərdən kiçikdirlər.

Ulduzların daxili qatlarında və atmosferində fiziki şərait müxtəlifdir. Bu müxtəliflik onların *kütləsindən, radiusundan və işıqlığından* ciddi surətdə asılıdır. Odur ki, bu parametrlərin təyini ulduzların tədqiqində son dərəcə əhəmiyyətlidir.

Ulduzların spektrləri də bir-birindən ciddi fərqlənir. Ulduzların əksəriyyətinin spektri Günəş də daxil, parlaq kəsilməz spektr fonunda udulma xətlərindən ibarətdir. Lakin kəsilməz spektrdə enerjinin paylanmasına, spektrdə udulma xətlərinin sayı və intensivliyinə görə ulduzların spektrləri bir-birindən ciddi surətdə fərqlənir. Qeyd etmək lazımdır ki, ulduzların əksəriyyətinin parlaqlığı uzun müddət sabit qalır, yəni onların fotosferində şüa tarazlığı şərti ödənilir. Belə ulduzları *normal ulduzlar* adlandırırlar.

Əlbəttə, normal ulduzlardan fərqli olaraq, spektri və parlaqlığı dəyişən ulduzlar da vardır. Bir qrup ulduzun spektrində udulma xətləri ilə yanaşı parlaq xətlər də (emissiya xətləri) müşahidə olunur. Elə ulduzlar var ki, onların parlaqlıqları və radiusları əsasən çox sabit periodla dəyişir, bu ulduzlar döyünən dəyişən ulduzlar qrupunu təşkil edirlər. Ulduzların bir qrupunda fiziki şərait ciddi surətdə dəyişir. Belə ulduzların xüsusi bir qrupu partlayış xarakterli dəyişən ulduzlardır. Dediklərimizdən başqa burada adlarını çəkmədiyimiz və yeri gələndə bəhs edəcəyimiz ulduz növləri də vardır.

§42. Triqonometrik parallaks üsulu ilə ulduzlara qədər məsafənin təyini

Ulduzun, yaxud başqa Kainat obyektinin illik parallaksına görə ona qədər məsafənin təyini triqonometrik parallaks üsulu adlanır. Bu, fundamental üsul hesab olunur.

İllik parallaks anlayışı ilə astronomiya fənnini öyrənməyə başlayarkən tanış oluruq. Bu anlayışı bir daha yada salaq.

Ulduzun illik parallaksı (π), təpəsi bu ulduzda (S) olmaqla Günəşə (G) və Yerə (T) yönələn istiqamətlər arasında qalan əl bucaqdır ki, həmin ulduzdan Yerə yönələn istiqamət Yerdən Günəşə yönələn istiqamətə perpendikulyardır. Şəkil 56-dan aydındır ki, ulduza qədər r məsafəsi ilə bu ulduzun π illik parallaksı arasında aşağıdakı əlaqə vardır:

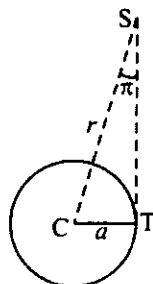
$$r = \frac{a_0}{\sin \pi}.$$

Burada a_0 -Yerlə Günəş arasında orta məsafədir. Hətta ən yaxın ulduz olan α Sentavrın (adı Taliməkdir) illik parallaksı $\pi = 0,762$ -dir, yəni ən yaxın ulduzun belə illik parallaksı $1''$ -dən kiçikdir. Odur ki, yuxarıdakı düsturu belə yazmaq olar:

$$r = 206265 \frac{a_0}{\pi''}. \quad (42.1)$$

(42.1)-də π qövs saniyələri ilə verilir. Burada $\pi=1''$ qəbul etsək (42.1)-dən $r = 206265 a_0$ alarıq, yəni illik parallaksı $1''$ olan obyektə qədər məsafə 206265 a.v. olardı; bu məsafə parsek adlanır; parsek nisbətən uzaq obyektlərə gədər məsafə vahidi olaraq qəbul edilmişdir. Beləliklə, parsek (ps) illik parallaks 1 olan obyektə qədər məsafədir.

$1ps = 206265 \times 149,6 \cdot 10^6 = 3,1 \cdot 10^{13}$ km-dir. Çox uzaq obyektlər üçün kiloparsek ($1kps = 1000ps$), meqaparsek ($mps = 10^6ps$) vahidlərdən istifadə olunur. Astronomiyada işıq ili də məsafə vahidi kimi işlənir. 1 işıq ili ($i.i$) = $3 \cdot 10^5 \cdot 3,16 \cdot 10^7$ km = $9,5 \cdot 10^{12}$ km (burada $3,16 \cdot 10^7$ bir tropik ildəki saniyələrin sayı, $3 \cdot 10^5$ km/san işığın vakuumdakı sürətidir); yaxud $1i.i = 1/3,26$ ps və ya $1ps = 3,26 i.i$ -dir. Aydındır ki, r -i parseklərlə ifadə etsək



Şəkil 56. İllik parallaks.

$$r = \frac{1}{\pi} ps, \quad (42.2)$$

olar. Burada π gövs saniyələri ilə ifadə olunur. (42.2) münasibətindən istifadə etməklə ulduzlara qədər məsafənin təyini üsulu triqonometrik parallaks üsulu adlanır.

Müasir astronomiyada hələlik, ancaq 0,005-dən kiçik olmayan bucağı ölçmək mümkündür. Odur ki, illik parallaksı $0'',005$ -dən kiçik olan obyektlərə qədər məsafələr başqa üsullarla təyin olunur. Biz onlarla yeri gəldikcə tanış olacağıq.

§43. Ulduzun işıqlığı

Dedik ki, obyektin işıqlığı onu səciyyələndirən mühüm parametrlərdəndir. Ulduza qədər r məsafəsi və Yer atmosferi sərhədində ulduzun E^* işıqlanması məlum olarsa, onun L^* işıqlığını

$$L^* = 4\pi r^2 E^* \quad (43.1)$$

düsturu ilə ifadə edirik. Ulduzun L^* işıqlığı ilə M^* mütləq ulduz ölçüsü arasında, onun Yerdə yaratdığı E işıqlanması və m görünən ulduz ölçüsü arasındakı (5.3) əlaqəsinə oxşar

$$\lg \frac{L^*}{L_{\odot}} = 0,4(M_{\odot} - M^*) \quad (43.2)$$

əlaqəsini yaza bilərik; burada M_{\odot} , L_{\odot} – uyğun olaraq Günəşin mütləq ulduz ölçüsü və işıqlığıdır. Ulduzların və başqa obyektlərin işıqlığını adətən Günəşin işıqlığı vahidləri ilə vermək münasibdir. Odur ki, (43.2) əvəzinə

$$\lg L^* = 0,4(M_{\odot} - M^*) \quad (43.3)$$

yazırıq. Ulduzların işıqlığı da mütləq ulduz ölçüsü kimi vizual, fotoqrafik, bolometrik və s. kimi adlanır.

Mütləq ulduz ölçüləri M_1 və M_2 olan iki ulduz üçün (43.3) düstiuruna əsasən

$$\lg \frac{L_1}{L_2} = 0,4(M_2 - M_1) \quad (43.4)$$

olar. Burada L_1 və L_2 mütləq ulduz ölçüləri uyğun olaraq M_1 və M_2 olan ulduzların işıqlıqlarıdır.

Mütləq ulduz ölçüləri $+19^m$ -dən -19^m -ə qədər olan çox müxtəlif ulduzlar vardır. Bu o deməkdir ki, işıqlığı Günəşinkindən $\sim 10^5$ dəfə kiçik və 10^5 dəfə böyük olan ulduzlar vardır.

I HİSSƏ. NORMAL ULDUZLAR

§44. Normal ulduzların spektral təsnifatı

Hətta adi gözlə müşahidədən asanlıqla görmək olur ki, ulduzlar rənglərinə görə bir-birindən fərqlənir. Ulduzlar arasında qırmızı, narıncı, sarı, ağ və mavi rəngli ulduzlara təsadüf edirik. Bu ulduzların spektrləri bir-birindən çox kəskin fərqlənir. Ulduzların spektrinin müxtəlifliyi onlarda fiziki şəraitin müxtəlifliyi ilə əlaqədardır. Burada əsas rolunu ulduzun effektiv temperaturu oynayır. Birinci növbədə temperaturdan asılı olaraq bəzi kimyəvi elementlərin xətləri spektrdə zəifləyir, bəzilərininki isə güclənir, yaxud bir ulduzun spektrində olmayan xətlər digərində yaranır və əksinə. Ulduzların spektrində bəzi xətlər temperatura o qədər həssasdır ki, bu xətlərə görə ulduzların temperaturalarını gözəyən də qiymətləndirmək olur.

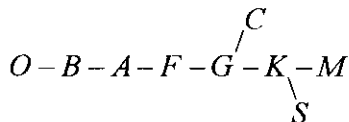
Ulduzların spektrlərini təsnifata ayırmaq üçün mümkün qədər çox sayda ulduzun spektroqramlarını almaq lazım olmuşdur. 1885-ci ildən etibarən bütün göyü əhatə etməklə muntəzəm olaraq ulduzların spektroqramları toplanmışdır. Çox zəhmət tələb edən bu işin ikinci mərhələsi ulduz spektrlərini tədqiq etmək, onları sistemləşdirmək və nəhayət, ulduz spektrinin kataloqlarını tərtib etmək olmuşdur. 1918-1924-cü illərdə ABŞ-ın Harvard Universitetində Henri Dreper bu böyük işin nəticələrini 9 cildlik ulduz kataloqunda çap etdirdi (qısa olaraq bu, HD kataloqu adlanır). HD kataloqunda 225330 ulduzun xarakteristikaları və spektr sinifi verilmişdir. Dreper kataloqunda öz əksini tapan və ulduz spektrlərinin Harvard təsnifatı adlanan spektral təsnifatından azacıq dəyişikliklə indi də geniş istifadə olunur. Bu təsnifata görə oxşar spektrə malik ulduzlar eyni sinifə aid edilir və siniflər latın əlifbası ilə aşağıdakı ardıcılıqla işarə olunur:

O, B, A, F, G, K, M.

Bu ardıcılıqla ulduzların effektiv temperaturu azalır. Hər bir sinifin özündəki kiçik fərqləri də nəzərə almaq üçün verilmiş spektral siniflər özləri də 10 hissəyə-altsiniflərə ayrılır (O sinfi 04-dən başlayır və 09,5-də qurtarır, sonrakı siniflər *B0, B1,*

B_2 , ..., B_9 , A_0 , A_1 , ..., A_9 , və s. altsiniflər ardıcılığı ilə düzülər). Burada bölgü elədir ki, məsələn, B_9 altsinifinə aid olan A_0 -a daha yaxındır və s.

Hazırda Harvard variantı bir qədər dəyişdirilmişdir və indi ardıcılıq belədir:



Burada C və S siniflərinə məxsus ulduzlar M sinifinə məxsus ulduzlara bənzəyirlər. C sinifi M sinifindən onunla fərqlənir ki, C sinifinə məxsus ulduzların spektrində karbon molekulu (C_2), CH və sian (CM) birləşmələrinin udulma zolaqları vardır. Əgər bu ulduz atmosferinin kimyəvi tərkibindəki fərqlə əlaqədarsa, onda deyə bilərik ki, C sinifinə məxsus ulduzlarda M sinifinə məxsus ulduzlara nisbətən karbonun miqdarı çoxdur (bu səbəbdən onlara çoxkarbonlu ulduzlar da deyilir). S sinifinə məxsus ulduzlar M sinifinə məxsus ulduzlardan onunla fərqlənir ki, onların spektrində titan oksidi (TiO) əvəzinə nadir torpaq elementlərinin oksidləri, birinci növbədə sirkonium oksidinin (ZrO) udulma zolaqları vardır. 57-ci şəkildə spektr siniflərinə məxsus ulduzların spektrlərinin fotosəkliləri verilmişdir.

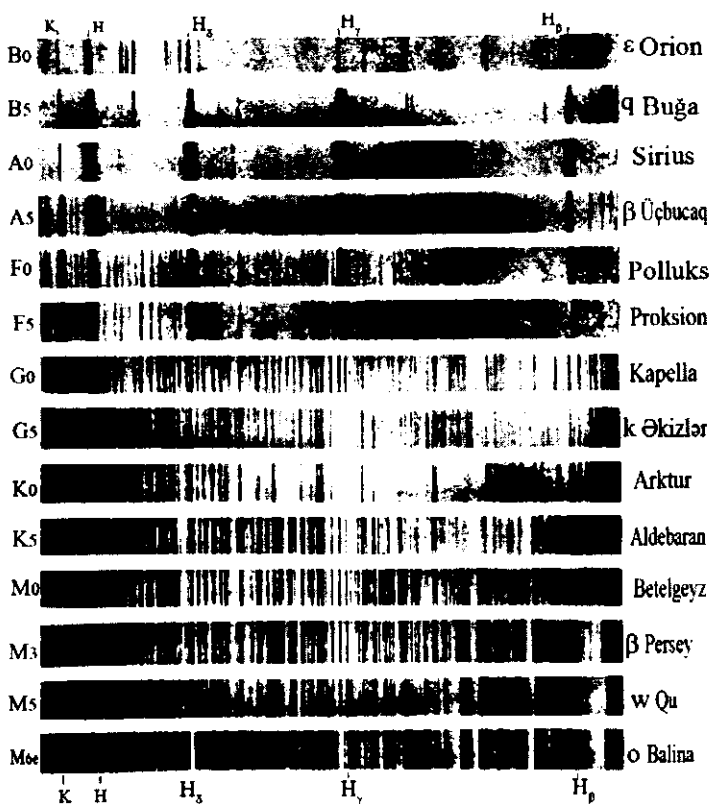
Spektral təsnifatın fiziki əsaslarına baxaq. Dedik ki, spektral təsnifatda əsas meyar udulma xətlərinin və zolaqlarının intensivliyidir. Bu isə hər şeydən əvvəl ulduzun effektiv temperaturundan asılıdır. Odur ki, temperaturdan asılı olparaq spektrin dəyişməsinə izləyək.

Ən soyuq ulduzların (M , C , S) spektrləri *molekulyar zolaqlar və neytral metal atomları xətləri ilə* zəngindir. Bu ulduzların *kəsilməz spektrində infraqırmızı şüalanma güclüdür*.

Temperaturun müəyyən qədər artması ilə molekkullar dissosiasiya edir və bunun nəticəsində spektrdə molekulyar zolaqlar, demək olar ki, itir, spektr neytral metal atomunun udulma xətləri ilə səciyyələnir (K sinfi). Belə ulduzlarda spektrin qırmızı-narıncı oblastında kəsilməz şüalanma güclü olur.

Temperaturun sonraki artımı ionlaşma potensialı kiçik olan metal atomlarının ionlaşmasına səbəb olur. Odur ki, spektr xeyli mürəkkəbləşir – *həm neytral, həm də az sayda ionlaşmış metal xətləri ilə zəngin olur (G sinfi)*. Bu ulduzlarda *spektrin vizual hissəsində, sarı rəngdə kəsilməz şüalanma güclüdür*.

Temperatur bir qədər böyük olanda *spektrdə ionlaşmış metal atomları xətlərinin sayı və intensivliyi daha da böyükdür (F sinfi)*. *Belə ulduzların kəsilməz spektrin uzun dalğalar tərəfdən fotqrafik oblastında şüalanma güclü olur*.



Şəkil 57. Ulduzların spektral təsnifatı.

G və hətta F sinfi üçün o qədər də səciyyəvi olmayan hidrogenin Balmer seriyasının xətləri, temperaturu F sinfinin-

kindən müəyyən qədər böyük olan ulduzların spektrində *ən intensiv xətlər olur* (*A* sinfi). Bu ulduzlarda *spektrin qısa dalğa tərəfdən fotoqravfik oblastında kəsilməz şüalanma kəskin artır, rəngi ağ olur*.

Temperaturun artması ilə spektrin görünən oblastında *neytral heliumun intensiv xətləri üstünlük təşkil edir və spektri bu xətlər səciyyələndirir* (*B* sinfi); belə ulduzların spektri üçün *spektrin mavi oblastında kəsilməz şüalanma çox xarakterikdir*.

Nəhayət? daha isti ulduzlarda helium xeyli miqdarda ionlaşır və nəticədə görünən oblastda *ionlaşmış heliumun intensiv xətlərin spektri səciyyələndirən əsas xətlər olur*. (*O* sinfi). Bu ulduzların spektrində *ultrabənövşəyi oblastda kəsilməz şüalanma çox xarakterikdir*.

Biz yuxarıda yalnız hər bir sinfə məxsus ulduzun spektrini səciyyələndirən xətləri göstərdik. Bunlardan başqa hər bir sinfin spektrində çox sayda bəzi digər xətlərin də olduğunu nəzərə almaq lazımdır. Belə ki, *O* sinfinə məxsus ulduzların spektrində azot, oksigen, karbon, silisium və bəzi başqa elementlərin çoxqat ionlaşmış xətləri də vardır; *B* sinfinə məxsus ulduzların da spektrlərində bu elementlərin xətləri vardır, lakin bu xətlər ionlaşma dərəcəsi kiçik olan atomlara aiddir. *A* sinfinin spektrində neytral və ionlaşmış kalsium atomlarının xətləri, neytral dəmir atomlarının xətləri də vardır. *G*, *F*, *A*, *B* siniflərinə məxsus ulduzların spektrində hidrogenin Balmer seriyasının xətləri *G* sinfindən isti ulduzlara keçdikcə güclənir, *A* sinfinin ulduzlarının spektrində maksimum intensivliyə malik olur, *B* sinfində az zəifləyir. *K* sinfinin ilk alt siniflərinə məxsus ulduzların spektrində çox sayda neytral metal atomları xətləri ilə yanaşı ionlaşmış kalsium xətləri, neytral dəmir və ionlaşmış titanın bir neçə xəttinin bir-birinə qarışmasından alınan və spektrin 4305-4315 Å oblastında yerləşən udulma zolağı vardır (bu bəzən *G* udulma zolağı da adlanır). *K5*-dən soyuq ulduzlara keçdikcə onların spektrində *TiO* zolaqları görünməyə başlayır.

O sinfinin ulduzları mavi rəngdədir (Kərtənkələ bürcünün 10-cu ulduzu kimi); *B* sinfinin ulduzları açıq mavi rəngdə görünür (Qız bürcünün α ulduzu – Sünbül kimi);

A sinfinin ulduzları ağ rəngdə görünür (Liranın α -sı – Veqa, Böyük Köpəyin α -sı – Sirius kimi);

F sinfinin ulduzları açıq-sarı rəngdədir (Kiçik Köpəyin α -sı – Proision kimi);

G sinfin ulduzları sarıdır (Günəş kimi);

K sinfinin ulduzları qırmızımtıl (narıncı) rəngdədir (Arabaçının α -sı – Arktur, Buğanın α -sı – Əldebaran kimi);

M sinfinin ulduzları qırmızıdır (Orionun α -sı – Betelgeyze kimi).

§45. Kolorimetriyanın əsasları

Ulduzların spektrində enerjinin paylanması, müxtəlif fotometrik sistemlərdə ulduz ölçülərinin təyini kolorimetriyanın əsas məsələləridir.

Məlumdur ki, Günəş çox parlaq göründüyündən onun spektrində enerjinin paylanmasını bilavasitə mütləq vahidlərlə ifadə etmək praktik cəhətdən nisbətən asandır. Bu məsələni parlaqlığı $8^m - 9^m$ ulduz ölçüsündən zəif olmayan ulduzlar üçün də həll etmək mümkündür. Çünki, yalnız belə parlaq ulduzların spektrlərini böyük dispersiya ilə almaq olur. Belə spektrlər ulduzun şüalanması haqqında geniş məlumatlar əldə etməyə imkan verir.

Əksəriyyəti təşkil edən parlaqlıqları çox kiçik görünən ulduzların spektrini böyük dispersiya ilə almaq mümkün olmadığından bu ulduzlar haqqında əsas məlumat spektrin müəyyən oblastlarında onların şüalanma selini ölçmək və bununla da həmin oblastlarda ulduz ölçülərini təyin etməklə əldə edilir. Başqa sözlə işıq süzgeçlərindən istifadə etməklə spektrin müxtəlif yerlərində şüalanma selini ölçərək ulduzun spektrində enerjinin paylanması haqqında müəyyən təsəvvür əldə etmək olur.

Parlaq ulduzların kəsilməz spektrində enerjinin paylanmasının tədqiqi göstərir ki, xüsusilə isti ulduzların şüalanması Plank şüalanmasından kəskin sürətdə fərqlənir. Odur ki, ulduzun maksimum şüalanmasına uyğun dalğa uzunluğuna əsasən, yəni Vinin sürüşmə qanununa əsasən tapılan şüalanma tempera-

turu hələ ulduzun real temperaturu deyildir. Burada daha obyektiv kəmiyyətdən istifadə olunmalıdır. Belə kəmiyyətlərdən biri *ulduzun rəng göstəricisi*dir. *Ulduzun rəng göstəricisi onun iki fotometrik sistemdə təyin olunan ulduz ölçüləri fərqidir*. Rus dilində olan astronomiya ədəbiyyatlarında "rəng göstəricisi" termini əvəzinə "kolor indeks" (CI) termini işlədilir (ingiliscə elə rəng göstəricisi deməkdir). Rəng göstəricisi kimi ulduzun fotoqrafik və fotovizual ulduz ölçüləri fərqi göstərmək olar; onda kolor indeksi

$$CI = m_{pg} - m_{pv} \quad (45.1)$$

şəklində yazarıq (Burada m_{pg} – fotoqrafik, m_{pv} isə fotovizual ulduz ölçüsüdür). U , B , V fotometrik sistemdə adətən iki rəng göstəricisindən istifadə olunur: əsas rəng göstəricisi ($B-V$) və ultrabənövşəyi rəng göstəricisi ($U-B$).

Beləliklə, ulduz ölçüləri şkalası işıqlanmaların nisbətindən tapılır və sıfırıncı ulduz ölçüsü ixtiyari seçilir. Şərti qəbul edilmişdir ki, $A0$ sinfinə məxsus ulduzun ($B-V$) rəng göstəricisi sıfırdır. Aydın ki, bu şərt daxilində ($B-V$) < 0 olan ulduzlar $A0$ -dan isti ulduzlara, ($B-V$) > 0 olanlar isə $A0$ -dan soyuq ulduzlara aid olar. Çünki ulduz isti olduqca onun maksimum şüalanması spektrin bənövşəyi tərəfinə, soyuq olduqca isə qırmızı tərəfinə sürüşür, digər tərəfdən isə böyük parlaqlığa kiçik ulduz ölçüsü uyğundur.

Kolorimetriyanın əsas məsələlərindən biri müxtəlif fotometrik sistemlərdə ulduzların rəng göstəricini təyin etmək və bu rəng göstəriciləri ilə ulduzun temperaturu arasında əlaqələr yaratmaqdır. Bolometrik düzəliş adlanan kəmiyyət Δm_b də kolorimetriya üsulu ilə tapılır. Δm_b bolometrik düzəliş, bolometrik ulduz ölçüsü (m_b və ya M_b) ilə vizual ulduz ölçüsü (m_v və ya M_v) fərqinə bərabərdir:

$$\Delta m_b = m_b - m_v = M_b - M_v \quad (45.2)$$

Atmosferdən kənar kosmik tədqiqat üsullarının tətbiqinə qədər bolometrik düzəliş hər bir ulduz üçün nəzəri təyin olunurdu. Atmosferdən kənar astronomiya üsulları isə Δm_b -ni bila-

vasitə ölçməyə imkan verir. Xüsusilə çox isti ulduzların uzaq ultrabənövşəyi şüalanmasını atmosferdən kənarında ölçməklə bolometrik düzəlişin nəzəri qiymətləri dəqiqləşdirilmişdir. 10-cu cədvəldə müxtəlif effektiv temperaturlara uyğun bolometrik düzəlişin qiymətləri verilmişdir.

Cədvəl 10

*Effektiv temperaturun müxtəlif qiymətlərində
bolometrik düzəliş*

Effektiv temperatur, K	Δm_b	Effektiv temperatur, K	Δm_b
3000	-2,50	6000	-0,02
4000	-1,00	10000	-0,36
5785 (Günəş)	-0,07	20000	-2,65
		50000	-4,55

Cədvəldən görünür ki, effektiv temperaturu Günəşinkinə yaxın (~ 6000 K) olan ulduz üçün bolometrik düzəliş sıfıra yaxındır. Bunun səbəbi belə ulduzun əsas şüalanmasının Yer atmosferindən, demək olar ki, maneəsiz keçməsidir (bu şüalanma spektrin görünən oblastındadır). $T \approx 6000$ K-dən soyuq və isti ulduzlara tərəf Δm_b -nin mütləq qiymətcə böyüməsinə səbəb birincilərdə əsas şüalanmanın infraqırmızı, ikincilərdə isə ultrabənövşəyi tərəfə sürüşməsidir. Əlbəttə, həmişə $\Delta m_b < 0$ olmalıdır, çünki Yer atmosferində və optik sistemdə şüalanma hökmən zəifləyir, yəni həmişə $m_b < m_v$, yaxud $M_b < M_v$ -dir (bax: §3, cədvəl 3).

Bilirik ki, mütləq ulduz ölçüsünün təyin olunduğu fotometrik sistemdən asılı olaraq işıqlıq növləri də müxtəlifdir: *vizual işıqlıq, fotoqrafik işıqlıq, bolometrik işıqlıq*. (45.2)-dən

$$M_b = M_v + \Delta m_b \quad (45.3)$$

məlum mütləq vizual ulduz ölçüsü və bolometrik düzəlişə əsasən (45.3)-dən mütləq bolometrik ulduz ölçüsü tapılır. Məsələn, Günəş üçün $M_v = +4^m$, 79 və $\Delta m_b = -0,07$ olduğunu bilərək $M_b = +4^m$, 72 alarıq (bax: cədvəl 3 və cədvəl 10).

$\lg \frac{L_b^*}{L_b^\odot} = \lg L_b = 0,4(M_b^\odot - M_b^*)$ düsturuna əsasən ulduzun bolometrik işıqlığı

$$\lg L_b = 0,4(4^m,72 - M_b) \quad (45.4)$$

olduğundan (45.3)-ü (45.4)-də nəzərə alsaq

$$\lg L_b = 0,4(4^m,72 - M_b - \Delta m_b) \quad (45.5)$$

olar. Məlum M_b və Δm_b -yə əsasən (45.5)-dən ulduzun bolometrik işıqlığı tapılır. Məsələn, effektiv temperaturu 20000 K olan ulduzun mütləq vizual ulduz ölçüsü $M_b = -5^m$ olsun; 10-cu cədvələ əsasən belə temperatura malik ulduz üçün $\Delta m_b = -2^m,65$ -dir; M_b və Δm_b -nin bu qiymətlərinə əsasən (45.5) düsturundan bu ulduz üçün $L_b \approx 10^5$ alarıq, yəni belə ulduz Günəşdən $\sim 10^5$ dəfə çox enerji şüalandırır. Bolometrik düzəlişi nəzərə almasaydıq, həmin ulduzun işıqlığı üçün $\lg L = 0,4(M_b^\odot - M_b^*)$ düsturundan $L \approx 10^4$, yəni əslində olduğundan bir tərtib kiçik hesab edərdik. Beləliklə, bolometrik düzəlişi mütləq nəzərə almaq lazımdır.

§46. Ulduzların temperaturunun təyini

Ulduzların kəsilməz spektrində şüalanma onların fotosfer qatından çıxır. Normal ulduzların fotosferlərinin qalınlığı radiuslarından min dəfələrlə kiçik olduğundan belə ulduzların səthi dedikdə şərti olaraq onların fotosferlərini nəzərdə tuturuq. Normal ulduz fotosferinin temperaturu bu ulduzun kəsilməz spektrdə şüalanmasının tədqiqinə əsasən təyin olunur. Odur ki, temperaturun təyini üsulu kəsilməz spektrdə şüalanma haqqında istifadə olunan məlumatdan asılıdır.

Astrofizikada rast gəldiyimiz bir sıra temperatur növləri ilə – effektiv temperatur, parlaqlıq temperaturu, rəng temperaturu ilə §9-da tanış olduq. Kəsilməz spektrdə şüalanma fotosferdən çıxdığı üçün fotosferin temperaturu mütləq qara cismi şüalanması qanununa əsasən tapılmalıdır.

İndi ulduzların temperaturunun təyin olunmasının bəzi üsulları ilə tanış olaq.

1. Əgər ulduzun bucaq diametri θ məlum olarsa, onda onun temperaturunu Stefan-Bolsman qanundan tapmaq olar. Aydınır ki, bu üsulla tapılan temperatur ulduzun effektiv temperaturdur (bax: §9). Effektiv temperaturunu (T_{eff}) təyin etmək istədiyimiz ulduzun radiusu R , işıqlığı L , Yerdə (daha doğrusu atmosferin xaricində) yaratdığı işıqlanması E , Yerə qədər məsafəsi isə r olsun. Bu ulduzun Yer atmosferindən xaricdə yaratdığı işıqlanma

$$E = L/4\pi r^2 \quad (46.1)$$

olar.

Digər tərəfdən ulduzun işıqlığı $L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$ ifadəsini (46.1)-də nəzərə alsaq

$$E = (R/r)^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (46.2)$$

alarıq. Burada R/r radianlarla ulduzun bucaq radiusudur; odur ki, ulduzun saniyələrlə bucaq diametri

$$\theta = 206265'' (2R/r) \quad (46.3)$$

olar. (46.3)-ü (46.2)-də nəzərə alsaq

$$T_{eff} = 642,34 \sqrt[4]{\frac{E}{\sigma \theta^2}} \quad (46.4)$$

alarıq. Bu düsturdan görürük ki, ulduzun effektiv temperaturunu tapmaq üçün onun bucaq diametri və bolometrik ulduz ölçüsü ilə səciyyələnən işıqlanmasını bilmək lazımdır. Bu işıqlanmanı məlum

$$\lg \frac{E}{E_{\odot}} = 0,4(m_b^{\odot} - m_b) \quad (46.5)$$

düsturundan tapmaq olar. Burada E_{\odot} – Günəşin yer atmosferindən kənarında yaratdığı işıqlanma (günəş sabiti), m_b^{\odot} - onun bolometrik görünən ulduz ölçüsü, E və m_b isə ulduzun işıqlanması və bolometrik ulduz ölçüsüdür. (46.5)-i (46.4)-ün loqarifmik ifadəsində nəzərə alsaq

$$\lg T_{\text{eff}} = \lg 642,3 + \frac{1}{4} \left[\lg \frac{E_{\odot}}{\sigma} + 0,4(m_b^{\odot} - m_b) - 2 \lg \theta \right],$$

yaxud

$$\lg T_{\text{eff}} = \lg 642,3 + \frac{1}{4} \lg \frac{E_{\odot}}{\sigma} + 0,1(m_b^{\odot} - m_b) - 0,5 \lg \theta \quad (46.6)$$

olar; $\frac{E_{\odot}}{\sigma} = 2,416 \cdot 10^{10}$ və ya $\left(\lg \frac{E_{\odot}}{\sigma} = 10,385 \right)$ olduğunu və $m_b^{\odot} = -26^m$, 85 , $\lg 642,3 = 2,805$ qiymətlərini (46.6)-da yerinə yazsaq

$$\lg T_{\text{eff}} = 2,718 - 0,1m_b - 0,5 \lg \theta \quad (46.7)$$

alar. Beləliklə, ulduzun bucaq diametrini və bolometrik ulduz ölçüsünü bilməklə (46.7) vasitəsilə onun effektiv temperaturunu tapmaq olar.

Bu üsulla yalnız 50-yə qədər ulduzun effektiv temperaturu təyin edilmişdir (çünki yalnız bu qədər ulduzun bucaq diametri ulduz interferometri vasitəsilə ölçülmüşdür).

2. Əgər ulduzun spektroqramını geniş diapazonda böyük dispersiya ilə almaq mümkündürsə (müvafiq reflektora qoşulmuş uyğun spektroqrafla), onda ulduzun temperaturu aşağıdakı üsulla tapılır:

Əvvəlcə ulduzun spektrində enerjinin dalğa uzunluğuna görə $E = f(\lambda)$ paylanması əyrisi qurulur. Sonra bu əyri müxtəlif temperaturalarda qurulmuş Plank əyriləri ilə (bax: şəkil 25) müqayisə olunur. Bu əyrilərdən müşahidə əyrisi ilə ən yaxşı üst-üstə düşəni seçilir. Həmin Plank əyrisinə uyğun temperatur ulduzun temperaturu olur. Bu üsulla tapılan temperatur effektiv temperatura yaxın olmalıdır. Buraya əlavə edək ki, ulduzun spektrində enerjinin müşahidədən alınan paylanma əyrisinin müəyyən temperaturalar üçün qurulmuş Plank əyriləri ilə kəsişdiyi hər bir nöqtəyə uyğun dalğa uzunluğunda parlaqlıq temperaturu müvafiq Plank əyrisinə uyğun temperatura bərabərdir; nəhayət, müəyyən dalğa uzunluqları intervalında müşahidədən alınan nisbi paylanma hansı Plank əyrisində həmin intervalda paylanma kimdirsə, bu intervala uyğun rəng temperaturu həmin

Plank əyrisinə uyğun temperatūra bərabərdir.

Yuxarıdakı üsul az sayda ulduza tətbiq oluna bilər. Çünki bu üsul böyük dispersiyalı aydın spektrogramın olmasını tələb edir; belə spektrogram isə ancaq 8^m – 9^m ulduz ölçüsündən zəif olmayan ulduzlara məxsusdur, bunlar isə sayca azdır.

3. Çox sayda ulduza tətbiq oluna bilən temperaturun təyini üsulu rəng göstəricisinə əsaslanır. Rəng göstəricisi vasitəsilə tapılan temperatur rəng temperaturu adlanır. Rəng temperaturu spektrin məhdud diapazonuna əsasən təyin olduğundan o, effektiv temperaturdan fərqli olur. Son vaxtlar süni peyklər vasitəsilə isti və çox isti ulduzların spektrlərini Yer atmosferindən kənar da almaq imkanı yaranmışdır. Bu imkandan istifadə edərək, belə ulduzların maksimum şüalanma oblastlarının, yəni ultrabənövşəyi və uzaq ultrabənövşəyi diapazonlarda və hətta rentgen oblastda spektrini almaqla həmin ulduzların rəng temperaturlarını daha dəqiq tapırlar.

Kəsilməz spektrdə λ_1 və λ_2 dalğa uzunluqlarında T temperaturunda Plank intensivlikləri nisbəti

$$\frac{B(\lambda_2, T)}{B(\lambda_1, T)} = \frac{\lambda_1^5 (e^{hc/\lambda_1 KT} - 1)}{\lambda_2^5 (e^{hc/\lambda_2 KT} - 1)} \quad (46.8)$$

olduğundan bu nisbətə eyni zamanda m_{λ_1} və m_{λ_2} monoxromatik ulduz ölçüləri ilə ifadə olunan iki monoxromatik parlaqlığın nisbəti kimi baxa bilərik; bu monoxromatik parlaqlıqlar nisbəti isə

$E_{\lambda_2}/E_{\lambda_1} = 2,512^{m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}}$ olduğundan

$$\frac{B(\lambda_2, T)}{B(\lambda_1, T)} = \frac{\lambda_1^5 (e^{hc/\lambda_1 KT} - 1)}{\lambda_2^5 (e^{hc/\lambda_2 KT} - 1)} = 2,512^{m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}} \quad (46.9)$$

Bu ifadəni loqarifmalasaq alarıq:

$$0,4(m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}) = 5(\lg \lambda_1 - \lg \lambda_2) + \frac{hc}{kT} \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) \lg e \quad (46.10)$$

Qeyd etmək lazımdır ki, $\lambda_1 < \lambda_2$ qəbul etmiş və (46.9)-da mötərizədəki vahidləri nəzərə almamışıq.

Monoxromatik ulduz ölçüləri fərqi ($m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$) rəng ekviva-

lenti (C_e) adlanır və həmişə kiçik dalğa uzunluğuna (λ_1) uyğun m_{λ_1} ulduz ölçüsündən böyük dalğa uzunluğuna (λ_2) uyğun ulduz ölçüsü (m_{λ_2}) çıxılır. E_{λ_1} və E_{λ_2} parlaqlıqlarını ölçməklə rəng ekvivalenti tapılır:

$$C_e = m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = 2,51g \frac{E_{\lambda_2}}{E_{\lambda_1}}$$

Bu ifadəni (46.10)-da nəzərə alsaq.

$$C_e = 12,5(lg \lambda_1 - lg \lambda_2) + 2,5 \frac{hc}{k} \cdot \frac{1}{T} \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) lge$$

$h = 6,624 \cdot 10^{-27}$ *erq · san*, $c = 2,997 \cdot 10^{10}$ *sm/san*, $k = 1,38 \cdot 10^{-16}$ *erq/K* və $lge = 0,4343$ qiymətlərini sonuncu ifadədə nəzərə alsaq və birinci toplananı C_0 işarə etsək, nəhayət, λ_1 və λ_2 dalğa uzun-

luqlarını $\overset{\circ}{A}$ -lərlə ifadə etsək

$$C_e = C_0 + \frac{1,56}{T} \left(\frac{10^8}{\lambda_1} - \frac{10^8}{\lambda_2} \right)$$

alırıq. Buradan temperatur üçün aşağıdakı ifadə alınır:

$$T = \frac{1,56}{C_e - C_0} \left(\frac{10^8}{\lambda_1} - \frac{10^8}{\lambda_2} \right) \quad (46.11)$$

Nəhayət, müəyyən aralıq keçidləri ixtisar etməklə adi və əsas rəng göstəricilərindən aşağıdakıları alırıq.

Adi rəng göstəricisində ($C = m_{pg} - m_v$ -də)

$$T = \frac{7200}{C + 0^m,65}, \quad (46.12)$$

əsas rəng göstəricisi ($B-V$)-də

$$T = \frac{7920}{(B-V) + 0^m,72} \quad (46.13)$$

Normal ulduzların əksəriyyətinin temperaturu 2800° - 30000° arasında olur. Əlbəttə, bir qədər soyuq (2000° -ə qədər) və xeyli isti (100000° -dək) ulduzlar da vardır. Planetar duman-

lıqlar var ki, onların nüvəsindəki ulduzun temperaturu 500000 K -dir.

§47. Ulduzların radiusu.

Ulduzun xətti radiusunu təyin etməyin ən dəqiq üsulu onun bucaq diametrinin ölçülməsinə əsaslanır. Bunun üçün fizika kursundan məlum olan optik interferometrdən istifadə olunur. Bu cihazın iş prinsipi bir-birindən kifayət qədər uzaqda qurulan iki güzgüdən əks olunan işığın interferensiyasına əsaslanır. Bu prinsiplə işləyən interferometrlə 1920-30-cu illərdə 9 ulduzun bucaq diametri ölçülmüşdür. Hazırda işığın interferensiyası deyil, qoşa güzgüyə düşən koherent (eyni fazalı) şüalarda fotonların say fərqi qeyd etmək prinsipi ilə işləyən interferometrlərdən istifadə olunur (bunlar intensivlik interferometrləri adlanır). Fotonların say fərqi elektron-hesablayıcı maşında hesablanır. Ulduz ölçüləri 2^m , 5-dən parlaq olan ulduzlara bu üsul tətbiq edilə bilər və hər bir ölçmə bir neçə on saata həyata keçirilir. Yetmişinci illərdə 50-yə qədər ulduzun bucaq diametri intensivlik interferometri vasitəsilə ölçülmüşdür. Ölçülən ulduzlar içərisində ən kiçik bucaq diametri olan Orionun ϵ ulduzu ($\theta = 000072$), ən böyüyü isə Balinanın θ ulduzudur (0,056). Əgər ulduzun bucaq diametri θ məlumdursa, ona qədər r məsafəsini də bilərək ulduzun xətti radiusu

$$R = \frac{\theta \cdot r}{2 \cdot 206265} \text{ ps} \quad (47.1)$$

düsturundan tapılır.

İnterferometrlə çox az sayda ulduzun radiusunu təyin etmək mümkün olduğundan başqa üsul da işlənmişdir. Bu üsulu tətbiq etmək üçün ulduzun mütləq bolometrik ulduz ölçüsünü və effektiv temperaturunu bilmək lazımdır. Bu üsulla tanış olaq.

Ulduzun və Günəşin $L_b = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$ və $L_b^\odot = 4\pi R_\odot^2 T_\odot^4$ bolometrik işıqlıqları ifadələrinə əsasən ulduzun nisbi (Günəşə nəzərən) bolometrik işıqlığı

$$\frac{L_b}{L_b^\odot} = \left(\frac{R}{R_\odot} \right)^2 \cdot \left(\frac{T_{eff}}{T_\odot} \right)^4$$

olar. Bu ifadəni, $L_b^\odot = 1$ qəbul etməklə loqarifmalasaq

$$\lg L_b = 2(\lg R - \lg R_\odot) + 4 \lg T_{eff} - 4 \lg T_\odot$$

alırıq. Digər tərəfdən

$$\lg L_b = 0,4(M_b^\odot - M_b)$$

olduğundan bu iki ifadədən

$$M_b^\odot - M_b = 5 \lg R - 5 \lg R_\odot + 10 \lg T_{eff} - 10 \lg T_\odot \quad (47.2)$$

yaxud

$R_\odot = 1$ qəbul etsək və $M_b^\odot = +4^m,72$, $T_\odot = 5785 \text{ K}$ olduğunu nəzərə alsaq (47.2) əvəzinə

$$\lg R = 8,569 - 0,2M_b - 2 \lg T_{eff} \quad (47.3)$$

alırıq. Bu düsturun çox mətləblərə aydınlıq gətirdiyini §49-da görəcəyik.

Ulduzların radiusu çox böyük intervalda fərqlənirlər – 0,003 Günəş radiusundan 1000 Günəş radiusuna qədər. Radiusları Günəş radiusu tərtibində və ondan on yüz dəfələrlə kiçik olan ulduzlar cırıtdan ulduzlar, radiusları 10 dəfələrlə Günəş radiusundan böyük olan ulduzlar nəhəng, 100 dəfələrlə böyük olanlar isə ifrat nəhəng ulduzlar adlanırlar (ən böyük radiusa malik olan Orionun α -sı Betelgeyzenin radiusu Günəşinkindən 1000 dəfə böyükdür). ABŞ-in suni peykində yerləşdirilmiş Habb teleskopu vasitəsilə $K5$ sinfinə məxsus bir ulduz qeydə alınmış və məlum olmuşdur ki, bu ulduzun radiusu 10^4 Günəş radiusuna bərabərdir.

§48. Ulduzların kütləsi

Ulduzun kütləsi onu səciyyələndirən əsas parametrlərdən biridir. Təəssüf ki, ulduzun kütləsini təyin etməkdə böyük məhdudiyət və çətinliklər vardır. Ulduz təkdirsə, onun kütləsini bilavasitə təyin etmək olmur. Ulduz fiziki qoşadırsa, yəni qravi-

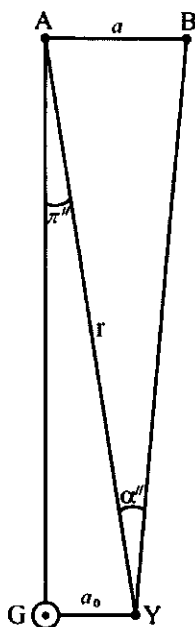
tasiya qüvvəsi ilə əlaqədar olan qoşa sistemdən ibarətdirsə, belə sistemin ulduzları ümumi kütlə mərkəzi ətrafında Kepler qanunları ilə hərəkət edirlər. Odur ki, Keplerin dəqiqləşdirilmiş üçüncü qanunu vasitəsilə qoşa sistemin ulduzlarının kütləsini tapmaq olur. Burada da məhdudiyət vardır. O qoşa ulduzların kütləsini dediyimiz qayda ilə təyin etmək olur ki, sistemin ulduzlarını teleskopda ayrılıqda müşahidə etmək mümkündür. Belə ulduzlar vizual qoşa ulduzlar adlanır. Əvvəlcə vizual-qoşa ulduzlarla tanış olaq.

Vizual-qoşa sistemi təşkil edən ulduzlar arasındakı bucaq məsafəsi ρ , on və ya bir neçə on saniyə olur. Belə ki, komponentləri arasında bucaq məsafəsi ən böyük olan Qunun β ulduzu ilə digər komponent arasındakı bucaq məsafəsi $\rho=35''$ -dir; Böyük Ayının ξ -si üçün $\rho=15''$. Andromedanın γ -sı üçün $\rho=10''$ və s.-dir. İndiyədək 60000 vizual-qoşa ulduz qeydə alınmışdır. Bunlardan təqribən 2000-i üçün orbital hərəkət aşkar edilmişdir. Qoşa ulduzun komponentləri qoşa sistemin ümumi kütlə mərkəzi ətrafında elliptik orbitlər üzrə dolanırlar; yaxud qoşa sistemin kiçik kütləyə malik komponenti böyük kütləyə malik komponenti ətrafında elliptik orbit üzrə dolanır.

Qəbul edirik ki, hər bir qoşa sistemin komponentləri Günəşdən və ya Yerdən eyni məsafədədirlər. Qoşa ulduzun böyük kütləyə malik komponenti sistemin baş ulduzu, kiçik kütləyə malik olanı isə sistemin peyki adlanır. Peykin baş ulduz ətrafında hərəkət orbiti *nisbi orbit* adlanır. Bu elliptik orbitin fokuslarından birində baş ulduz yerləşir. Ulduz-peyk baş ulduzun ətrafında dünyanın şimal qütbündəki xəyali müşahidəçiyə görə saat əqrəbi istiqamətdə dolanır. Əgər orbit müstəvisi şəkil müstəvisi üzərində, yəni baxış şüasına perpendikulyar müstəvi üzərində olarsa onda nisbi orbit həqiqi orbitin özü olar. Lakin orbit müstəvisi adətən şəkil müstəvisinə meyilli olur və biz həqiqi orbitin şəkil müstəvisinə proeksiyasını müşahidə edirik. Aydın dır ki, şəkil müstəvisi baxış şüasına perpendikulyar olmaqla göy sferasına toxunan müstəvidir.

Qoşa sistemin illik parallaksı (π) məlumdursa, onda hə-

qiqi orbitin a bucaq yarımoxundan a xətti yarımoxuna keçə birlərik. Bunun üçün 58-ci şəklə baxaq. Bu şəkildə A və B qoşa sistemin komponentləri, G - Günəş, Y -Yerdir.



Şəkil 58. Qoşa ulduzun orbitinin böyük yarımoxununun hesablanması üçün həndəsi təsvir.

Şəkildə $AB=a$ - həqiqi orbitin xətti böyük yarımoxu, $\angle AYB=\alpha''$ - böyük yarımoxun bucaq ölçüsü, $\angle GAY=\pi$ - qoşa sistemin illik parallaksı, $AY=r$ - qoşa ulduza qədər məsafədir.

Şəkildən aydındır ki, $a = r \sin \alpha'' = r \alpha'' \sin 1'' = \frac{\alpha''}{206265''} r$ və

ya $r = \frac{1}{\pi} ps = \frac{206265''}{\pi''}$ a.v. olduğundan $a = \frac{a''}{\pi''}$ a.v.-dir.

a -peykin orbitinin böyük yarımoxu, a_0 Yerin orbitinin böyük yarımoxu, m_1 və m_2 -qoşa komponentlərinin kütləsi, m_r -Günəşin, m_0 -Yerin kütləsi, T_0 -Yerin Günəş ətrafında, T -peykin

baş ulduz ətrafında dolanma periodu olarsa, onda Keplerin dəqiq üçüncü qanununa əsasən yazarıq:

$$\frac{T^2(m_1 + m_2)}{T_0^2(m_\odot + m_0)} = \frac{a^3}{a_0^3}.$$

Yerin kütləsini Günəşinkinə nisbətən nəzərə almasaq və komponentlərin kütlələri cəmini Günəş kütləsi ilə ifadə etsək

($m_\odot=1$ desək), T -ni illərlə ($T_0=1$ il), a -nı isə a.v.-lərlə ($a_0=1$ a.v.) ifadə etsək yuxarıdakı düsturu

$$m_1 + m_2 = \frac{a^3}{T^2} \quad (48.1)$$

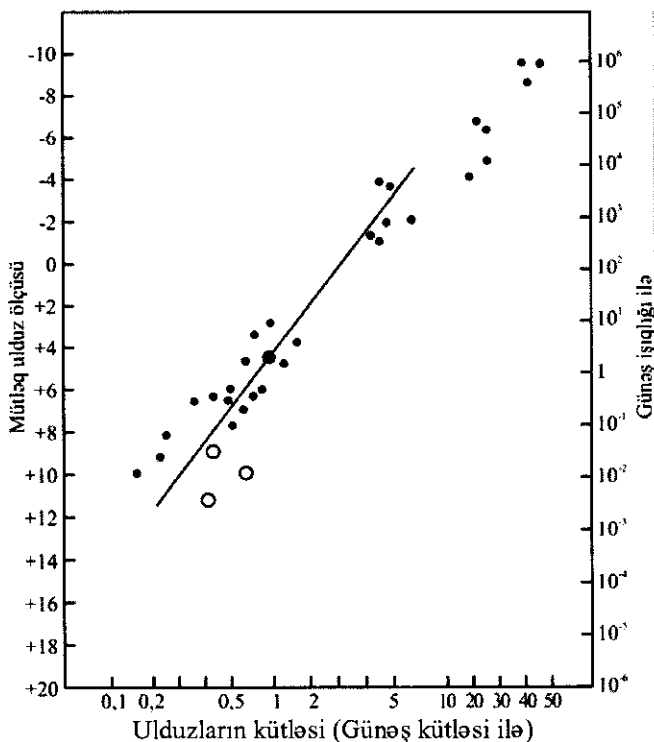
şəklində yazarıq. Bu düsturdan ($m_1 + m_2$) tapılır.

Əgər hər bir komponentin vəziyyətini uzaq ulduzlara görə tapmaq olarsa, onda bu komponentlərin ümumi kütlə mərkəzi ətrafında mütləq orbitlərinin a_1'' və a_2'' böyük yarımoxlarını qövs vahidləri ilə tapa bilərik. Qoşa sistemin komponentlərinin kütlələri onların mütləq orbitlərinin böyük yarımoxlarının tərs nisbəti ilə ifadə edildiyindən, yəni

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2''}{a_1''} \quad (48.2)$$

olduğundan, (48.1) və (48.2)-dən ayrı-ayrı komponentlərin kütləsi təyin olunur.

Qoşa sistem təşkil etməyən ulduzların-tək ulduzların kütləsi kütlələri məlum olan ulduzlar üçün qurulan kütlə-işıqlıq statistik əlaqəsindən təyin olunur (şəkil 59). Ulduzların kütləsi 0,02-80 Günəş kütləsi intervalındadır. Ulduzların kütləsi məsələsindən §50-də bir daha bəhs olunacaq.



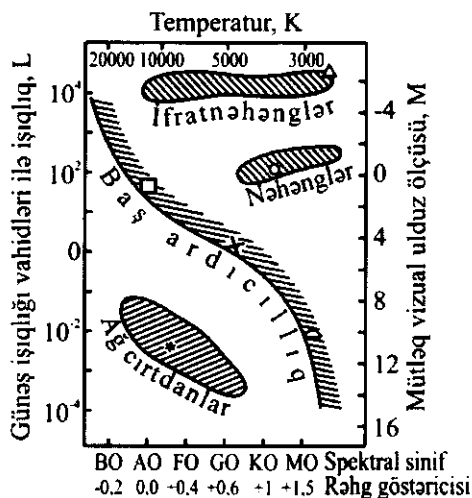
Şəkil 59. Kütlə işıqlıq diaqramı.

*Şəkilə nöqtələr qoşa ulduzlara (böyük nöqtə Günəşdir),
dairəciklər ağ cırdanlara aiddir.*

§49. "Spektr-ışıqlıq" diaqramı, ulduzların işıqlıq sinifləri və spektral parallaks

"Spektr-ışıqlıq" diaqramı. XX yüzilliyin əvvələrində artıq yüzlərlə ulduzun illik parallaksı, başqa sözlə bu ulduzlara qədər məsafə məlum idi. Odur ki, həmin ulduzların görünən ulduz ölçülərini də bilməklə (7.2) düsturundan onların mütləq ulduz ölçüləri, mütləq ulduz ölçülərini bilməklə (43.3) düsturundan işıqlıqları, nəhayət, spektral sinifləri, yaxud effektiv temperaturları təyin edilmişdi.

Bütün statistik məlumatların əsasında XX yüzilliyin 5-13-cü illərində danimarkalı astrofizik Hersşprung və amerikalı astrofizik Ressel ulduzların işıqlığı ilə onların spektral sinifləri arasında maraqlı əlaqə olduğunu müəyyən etmişlər. Bu asılıq "spektr-ışıqlıq" diaqramı, yaxud Hersşprung-Ressel (H.-P.) diaqramı adlanır. Hersşprung diaqramda baş ardıcılıq və ondan altda cırdan ulduzları yerləşdirmiş, Ressel isə sonra üstdəki ulduzları diaqrama əlavə etmişdir. Sonralar "spektr-ışıqlıq" diaqramı təkmilləşdirilmiş, sol və sağ ordinat oxunda işıqlıq və mütləq ulduz ölçüsü (onların məlum növləri nəzərə alınmaqla), alt və üst absis oxunda isə spektral siniflər (yaxud əsas rəng göstəricisi) və effektiv temperatur olmaqla diaqramda ulduzların vəziyyəti müəyyən edilmişdir. 60-cı şəkildə Günəşətrafi ulduzlar üçün "spektr-ışıqlıq" diaqramı təsvir olunmuşdur. Sol ordinat oxunda Günəş işıqlığı vahidləri ilə ulduzların işıqlığı, sağ ordinat oxunda mütləq vizual ulduz ölçüləri, alt absis oxunda ulduzların spektral sinifi və rəng göstəriciləri, üst absis oxunda isə ulduzların effektiv temperaturları verilmişdir.



Şəkil 60. "Spektr-ışıqlıq" diaqramı (Günəşətrafi ulduzlar üçün). Xaçla Günəşin, kvadratla Siriusun, ulduzla Siriusun ulduz-peykinin, dairəciklə Arkturun, üçbucaqla Betelgeyzenin, yarımdairəciklə Kryuqer 60 ulduzun bu diaqramda yerləri göstərilmişdir.

Şəkildən aydın görünür ki, işıqlıqla (mütləq ulduz ölçüsü ilə) spektral sinif (effektiv temperatur, yaxud rəng göstəricisi) arasında çox əyani asılılıq – müəyyən qruplaşmalar və ardıcılıqlar vardır (əgər asılılıq olmasaydı ulduzlar, diaqramı aramsız doldurardılar). Bu asılılıqlar içərisində birinci növbədə diqqəti cəlb edən diaqramın sol yuxarı küncündən sağ aşağı küncünə doğru nisbətən ensiz zolaq daxilində uzanan və *baş ardıcılıq* adlanan ulduzlar çoxluğudur. Əvvəllər belə hesab edilirdi ki, baş ardıcılıqda sol tərəfdə təkamüllərinin ilk dövrlərini keçirən cavan ulduzlar, sağ tərəfdə isə təkamülünün sonrakı mərhələlərini keçirən qocaman ulduzlar yerləşirlər. Bu mühakiməyə əsasən baş ardıcılığın sol tərəfində yerləşən ulduzlar, yəni *O–F0 ilkin spektral siniflər*, sağ tərəfində yerləşən ulduzlar, yəni *F–M isə ötgün spektral siniflər* adlanır. Baş ardıcılığın ötkün spektral siniflərə məxsus ulduzlarının işıqlığı çox kiçik olduğundan onların radiusları da Günəşinkindən bir qədər kiçik olmalıdır. Belə ulduzlar *cırtan ulduzlar* adlanır. Beləliklə, baş ardıcılığın lap ötgün spektral siniflərə (*K–M*) məxsus ulduzları *qırmızı cırtanlardır*.

60-cı şəkildə baş ardıcılıq üzərində üç ulduz xüsusi işarə ilə qeyd olunmuşdur: xaç işarəsi Günəşdir və Göründüyü kimi Günəş baş ardıcılıqda yerləşir (və sarı cırtandır); kvadratla Siriusun yeri göstərilmişdir; yarım dairəcik-Kryuqer 60 qırmızı cırtandır.

Diaqramın sol aşağı küncündə yerləşən ulduzların bir qismi sarı və ya açıq-sarı rəngdə olsalar da əksəriyyəti əsasən ağ rəngdədir. Onlar isti olsalar da işıqlıqları Günəşinkindən çox kiçik olduğundan radiusları da Günəşinkindən çox kiçik olmalıdır. Bu səbəbdən də həmin ulduzlar *ağ cırtanlar* adlanır.

"Spektr-ışıqlıq" diaqramında abssis oxunda effektiv temperaturun loqarifmini, ordinat oxunda isə mütləq bolometrik ulduz ölçüsünü göstərsəydik, onda belə koordinat sistemində M_b ilə $lg T_{eff}$ arasındakı asılılıq, (47.3) düsturuna əsasən xətti olardı; başqa sözlə bu halda bərabər radiuslu nöqtələrin həndəsi yerləri düzxətlər ailəsindən ibarət olardı. (47.3) düsturundan görürük ki, ağ cırtanların radiusları Günəşinkindən on, hətta

yüz dəfələrlə kiçikdir. Diaqramda ulduz işarəsi ilə ağ cırtan qrupunda Sirius *B* (Sirius qoşa sisteminin peyki) ulduzunun yeri göstərilmişdir.

"Spektr-ışıqlıq" diaqramında baş ardıcılıqdan üstdə *nəhəng ulduzlar* və daha üstdə *ifrat nəhəng ulduzlar* yerləşmişlər. Öt-gün siniflərə (*G-M*) məxsus və təqribən $M=+1^m$ ulduz ölçüsünə malik olan az sayda ulduzlar nəhənglər qrupunu təşkil edirlər. Bu ulduzların işıqlığı Günəşinkindən 100-1000 dəfələrlə böyükdür. Nəhəng ulduzların effektiv temperaturları Günəşinkindən kiçik olduğundan onların işıqlılıqlarının çox böyük olmasını məhz radiuslarının çox böyük olması ilə izah etmək olar. (47.3) düsturundan görüldüyü kimi nəhənglərin radiusları Günəşinkindən 10, hətta 100 dəfəyədək böyükdür. Diaqramda nəhənglər qrupunda dairəciklə Arktur ulduzunun yeri göstərilmişdir.

İfrat nəhənglər qrupuna məxsus ulduzlar ən böyük işıqlığa malik olan ulduzlardır; bu ulduzların işıqlığı Günəşinkindən $\sim 10^5$ dəfə böyükdür; ifrat nəhənglər *A-M* siniflərini əhatə edirlər; aydındır ki, xüsusilə ötgün siniflərə məxsus ifrat nəhənglərin radiusları Günəşinkindən daha böyükdür (1000 dəfə!); bu (47.3) düsturundan da aydın görünür. Diaqramda üçbucaq işarəsi ilə ifrat nəhənglər qrupunda Betelgeyze ulduzunun yeri göstərilmişdir.

"Spektr-ışıqlıq" diaqramında *subcırtanlar* qrupu göstərilmişdir; bu ulduzlar baş ardıcılıqdan bir ulduz ölçüsü qədər aşağıdan ona paralel və *B-K* siniflərini əhatə etməklə uzanan ulduzlar çoxluğudur. Bundan başqa nəhənglər və ifrat nəhənglər özləri bir neçə alt ardıcılığa bölünürlər: *parlaq nəhənglər*, *nomal nəhənglər* və *subnəhənglər*; ifrat nəhənglər *olduqca parlaq ifratnəhənglərdən*, *parlaq ifrat nəhənglərdən* və *normal ifrat nəhənglərdən* ibarətdirlər.

Ulduzların işıqlıq sinifləri. Eyni spektral sinfə məxsus olub, müxtəlif işıqlığa malik olan ulduzların spektr xətlərinin intensivliyi və eni bir-birindən fərqlənir. Məsələn, ifrat nəhənglərin spektr xətləri çox ensiz və dərin (intensiv) olur; bunların tam əksinə həmin sinifdən olan ağ cırtanların spektral xətləri çox enli və yayılmış (az intensiv) olur; yaxud, nəhənglərin

spektrində bəzi metal xətləri həmin spektral sinifdən olan cırt-
danların spektrindəki bu xətlərdən güclüdür, qalan metal xətləri
isə eyni intensivliyə malikdir. Subcırtdanların spektrində isə
bütün metal xətləri zəifdir və bunu həmin ulduzlarda metal az-
lığı ilə izah edirlər.

Eyni sinifə məxsus olan müxtəlif işıqlılığa malik ulduzla-
rın spektrlərindəki fərqlər bu ulduzlarda ağırlıq qüvvəsi təcili-
nin çox fərqli olması ilə əlaqədardır. Aydın ki, nəhəng ulduz-
ların səthində ağırlıq qüvvəsinin təcili, cırtdanlarınkindən çox-
çox kiçikdir. Odur ki, eyni intensivlikli spektral xəttin yaranma-
sı üçün cırtdanın temperaturu, həmin spektral sinifindən olan
nəhənglərinkindən böyük olmalıdır.

Başqa sözlə, eyni sinifdən olan ağ cırt dan baş ardıcılığın
ulduzundan, baş ardıcılığın ulduzu nəhəngdən, nəhəng isə ifrat
nəhəngdən isti olmalıdır. Eyni spektral sinifə məxsus ulduzların
spektrlərindəki və effektiv temperaturlarındakı fərqlər göstərir
ki, müxtəlif qrup ulduzlarda işıqlığın temperaturdan asılılığı
müxtəlifdir. Başqa sözlə, hər bir qrupun özünə məxsus belə ası-
lılığı vardır. Beləliklə, ulduzların tam təsnifatı iki parametrdən
asılıdır və bu parametrlərdən biri spektri (temperaturu), digəri
isə işıqlığı səciyyələndirir. Bu yolla aşkar edilən ulduz spektrlə-
ri ardıcılıqları *ışıqlıq sinifləri* adlanır.

Eyni spektral sinifə məxsus olub, lakin işıqlıqları müxtəlif
olan ulduzlar doqquz işıqlıq sinfinə bölünürlər (bunlardan 60-cı
şəkildə dördü göstərilmişdir). Ulduzların işıqlıq sinifləri aşağı-
dakılardır:

I *a* – olduqca parlaq ifrat nəhənglər;

I *ab* – parlaq ifrat nəhənglər;

I *b* – normal ifrat nəhənglər;

II – parlaq nəhənglər;

III – normal nəhənglər;

IV – subnəhənglər;

V – baş ardıcılığın ulduzları;

VI – parlaq subcırt danlar;

VII – ağ cırt danlar.

İşıqlıq sinifi spektral sinifin işarəsindən sonra yazılır. Mə-

sələn, Günəş $G2V$ kimi işarə olunur. Bu o deməkdir ki, Günəşin spektral sinifi $G2$, işıqlıq sinifi isə V -dir, yəni Günəş baş ardıcılıqda $G2$ sinfinə məxsusdur. Yaxud Siriusun ulduz-peyki (Sirius B) $A5VII$ ilə işarə olunur. Bu o deməkdir ki, bu ulduzun spektral sinfi $A5$, işıqlıq sinfi VII -dir, yəni ulduz $A5$ sinfinə məxsus ağ cırtdandır. Bəzən ulduzun işarəsinin əvvəlinə – ulduz cırtdandırsa "d" hərfi, nəhəngdirsə "g" hərfi əlavə edilir (dwarf – ingiliscə cırtdan, giant – nəhəng deməkdir).

11-ci cədvəldə ulduzların rəng göstəriciləri və effektiv temperaturlarının işıqlıq sinfindən asılılığı verilmişdir. Bu cədvəldən əyani surətdə görünür ki, spektral sinifləri eyni, lakin işıqlıq sinifləri müxtəlif olan ulduzların rəng göstəriciləri və temperaturları müxtəlifdir və bu fərqdə müəyyən qanunauyğunluq da vardır.

Cədvəl 11

Ulduzların rəng göstəriciləri və effektiv temperaturlarının spektral sinif və işıqlıq sinfindən asılılığı

Spektral sinif	İşıqlıq sinifləri					
	Baş ardıcılıq (V)					
	Rəng göstəricisi	Effektiv temperatur	Rəng göstəricisi	Effektiv temperatur	Rəng göstəricisi	Effektiv temperatur
O5	-0,35	40000				
B0	-0,31	28000			-0,25	30000
B5	-0,16	15500				
A0	0,00	9900			0,00	12000
A5	0,13	8500				
F0	0,27	7400				
F5	0,42	6580			0,25	7000
G0	0,57	6030	0,65	5600	0,70	5700
G5	0,70	5520	0,85	5000	1,06	4650
K0	0,89	4900	1,07	4500	1,39	4100
K5	1,18	4130	1,41	3800	1,70	3500
M0	1,45	3480	1,60	3200	1,94	
M5	1,63	2800	1,585		2,14	

Spektral parallaks. Müxtəlif işıqlıq sinfinə məxsus eyni spektral sinfin ulduzlarının spektrlərindəki fərqlərinin təhlili çox maraqlı və əhəmiyyətli nəticələrə gətirir. Məsələn, *CaII* və *SrII* ionlarının spektral xətləri baş ardıcılığın həmin sınıfdan olan ulduzlarınkına nisbətən nəhənglərdə, *CaI* və *SrI* xətləri isə, əksinə, baş ardıcılığın ulduzlarının spektrində daha intensivdirlər.

12-ci cədvəldə bəzi ulduzların müəyyən fiziki parametrləri verilmişdir.

Cədvəl 12

Bəzi ulduzların müəyyən fiziki parametrləri

Ulduzun adı	Sınıf	Effektiv temperatur, K	İşıqlıq, L/L_{\odot}	Kütlə, m/m_{\odot}	Radius, R/R_{\odot}	Orta sıxlıq, g/cm^3
Veqa	<i>A0 V</i>	9500	85	2,8	3,0	0,14
Sirius, A	<i>A0 V</i>	9250	27	2,1	2,0	0,36
Protsion	<i>F5 V</i>	6570	714	1,8	2,2	0,23
Sentavrın α -sı	<i>G2 V</i>	5730	1,3	1,02	1,2	0,8
Kapella	<i>G8 III</i>	4900	220	3,3	23	$4 \cdot 10^{-4}$
Arktur	<i>K2 III</i>	4000	130	4,2	26	$3 \cdot 10^{-4}$
Riqel	<i>B8 I</i>	11200	$2 \cdot 10^5$	4,0	138	$2 \cdot 10^{-5}$
Antares	<i>M5 I</i>	3300	$8 \cdot 10^4$	19	560	$1,5 \cdot 10^{-7}$
Sirius, B	<i>A5 VII</i>	8200	0,0027	1,0	0,02	$1,8 \cdot 10^{-5}$

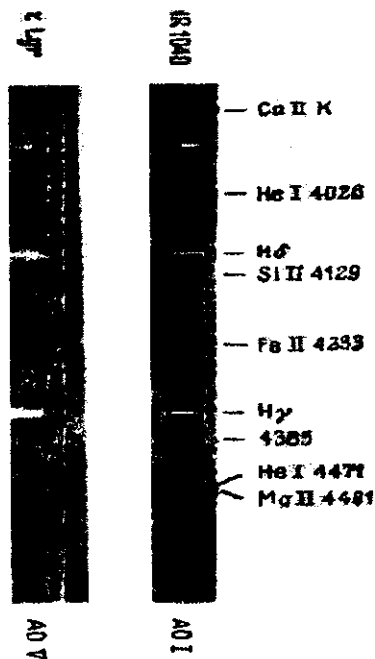
Bu cədvəldən görünür ki, ifrat nəhənglərin və nəhənglərin orta sıxlığı baş ardıcılığın ulduzlarından tərtiblərcə kiçikdir. Bu, həmin ulduzlarda ağırlıq qüvvəsi təcilinin, nəticə etibarilə isə atmosfer sıxlığının kiçik olması ilə əlaqədardır.

F-K spektral siniflərinə məxsus olan müxtəlif işıqlıq siniflərinə aid ulduzlar üçün ən yaxşı indikator $\lambda = 4063 \text{ \AA}$ neytral dəmir xətti və $\lambda = 4077 \text{ \AA}$ ionlaşmış stronsium xəttidir; çırdan ulduzlardan nəhənglərə keçdikcə birinci xəttin intensivliyi zəifləyir, ikincininki isə güclənir. Bu o deməkdir ki, bu xətlərin in-

tensivlikləri nisbəti mütləq ulduz ölçüsü kiçildikcə (ışıqlıq böyüdükcə) kiçilir. Deməli, bu asılılıqdan F-K spektral siniflərinə məxsus ulduzların mütləq ulduz ölçülərini tapmaq olar.

İsti ulduzlardan atmosferi sıx olanın (yəni ışıqlığı kiçik olanın) spektrində hidrogenin Balmer seriyasının xətləri, həmin sinifdən olub, atmosferi seyrək olanın (yəni ışıqlığı böyük olanın) spektrindəki bu xətlərdən enli olur. Bunun səbəbi atmosfer sıx olduqca Ştark effektinin güclənməsidir. 61-cı şəkildə eyni spektral sinifə (A-O) aid baş ardıcılığın və ifrat nəhəngin ulduzlarının spektrlərində hidrogenin Balmer seriyasının xətlərindəki fərq aydın görünür. Belə ulduzların mütləq ulduz ölçüləri ilə hidrogen xətlərinin eni arasında əlaqə yaratmaq və bu əlaqədən də xəttin məlum eninə əsasən ulduzun mütləq ulduz ölçüsünü tapmaq olar. Yuxarıda deyilənlərdən görünür ki, müxtəlif ışıqlıq sinfinə məxsus eyni spektral sinfin ulduzlarının spektr fərqlərini təhlil etməklə onların M mütləq ulduz ölçülərini təyin edə bilərik. Bu işə öz növbəsində məlum m görünən ulduz ölçüsünü də nəzərə almaqla (7.12) düsturundan ulduza qədər r məsafəsinə tapmağa imkan verir.

Ulduzların spektrlərinin xüsusiyyətlərinə görə onlara qədər məsafəni təyin etmək üsuluna spektral parallaks üsulu deyilir. Bu üsul triqonometrik parallaks üsulu ilə təyini mümkün olmayan minlərlə ulduza qədər məsafəni tapmağa imkan vermişdir!



Şəkil 61. Baş ardıcılığın və ifrat nəhəngin eyni spektral sinifdən olan ulduzlarının (AOV, AOI) Balmer seriyası oblastında spktirləri.

§50. Ulduzlarda kütlə-ışıqlıq, radius-ışıqlıq, kütlə-radius, kütlə-temperatur əlaqələri. Kütlə və ışıqlıq funksiyaları

Qoşa ulduzlara Keplerin dəqiqləşdirilmiş üçüncü qanunu tətbiq edilməklə bu ulduzların komponentlərinin kütləsinin təyini üsulu ilə §48-də tanış olduq. Bu üsulla az sayda ulduzun kütləsi təyin edilsə də, həmin ulduzların baş ardıcılıqda yerləşənləri üçün m kütləsi ilə L bolometrik ışıqlığı arasında birbaşa asılılıq olduğu müəyyən edilmişdir. Məsələn, baş ardıcılığın müxtəlif siniflərinə məxsus ulduzların orta kütləsi belədir:

$$MOV-0,5m_{\odot}, KOV-0,8m_{\odot}, FOV-1,8m_{\odot}, \\ AOV-4m_{\odot}, BOV-14m_{\odot}, O5V-35m_{\odot}.$$

Müəyyən edilmişdir ki, kütlələri $0,5 m_{\odot} \leq m \leq 10m_{\odot}$ intervalında yerləşən baş ardıcılığın ulduzları üçün L ışıqlığı ilə m kütləsi arasında empirik əlaqə aşağıdakı kimidir:

$$L \sim m^{3,9}. \quad (50.1)$$

Baş ardıcılığın ulduzları üçün R radiusu ilə L ışıqlığı arasında

$$L \sim R^{5,2} \quad (50.2)$$

empirik əlaqəsi də vardır. Buradan görürük ki, baş ardıcılığın ulduzlarının ışıqlığı ulduzun radiusundan çox güclü asılıdır. Yuxarıdakı iki düsturun müqayisəsində kütlə ilə radius arasında

$$R \sim m^{3/4} \quad (50.3)$$

empirik əlaqəsi alınır.

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4, \text{ yaxud } T_{eff} \sim (L/R^2)^{1/4}$$

olduğunu bilərək (50.1) və (50.3) münasibətlərini nəzərə alaraq ulduzun kütləsi ilə effektiv temperaturu arasında aşağıdakı empirik asılılığı alırıq:

$$T_{eff} \sim m^{0,6}. \quad (50.4)$$

Buradan görürük ki, baş ardıcılıqdakı kiçik kütləli ulduzun effektiv temperaturu da kiçik olur və ulduz daha ötkün spektral sinifə aid olur.

Baş ardıcılığın $B3$ -dən MO -dək ulduzlarının kütləsini təyin etmək üçün (50.1) düsturundan geniş istifadə olunur. Bu

məqsədlə həmin düstur aşağıdakı şəkildə yazılır:

$$m \approx L_b^{0,25} = 10^{0,1(M_0 - M)} \approx 3 \cdot 10^{-0,1M}; \quad (50.5)$$

burada Günəşin mütləq bolometrik ulduz ölçüsünün $+4^m$, 72 olduğu nəzərə alınmışdır (ümumiyyətlə, bu paraqrafda istifadə olunan işıqlıq və ulduz ölçüsü bolometrikdir).

Günəşətrafi ulduzların say hesabı göstərir ki, bir ifrat nəhəngə 1000 nəhəng, 10^7 baş ardıcılığın ulduzu, 10^6 ağ cırtıdan düşür. Bunu bilərək vahid həcmdə müəyyən m kütləsinə malik olan ulduzların sayını tapmaq olar. Bu saya kütlə funksiyası deyilir. Kütlə funksiyası

$$F(m) = \frac{const}{m^{2,35}} \quad (50.6)$$

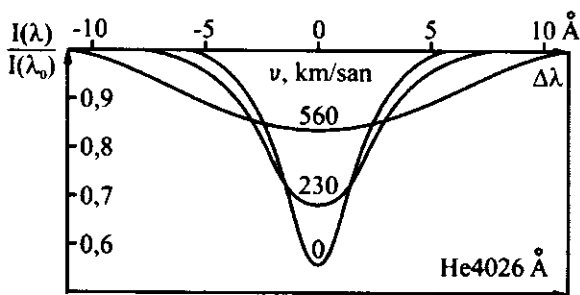
şəklində ifadə olunur.

Məlum olmuşdur ki, kütləsi Günəşinkindən 10 dəfə böyük olan baş ardıcılıq ulduzlarının sayı Günəş kütləli ulduzların sayından 220 dəfə az, kütləsi Günəşinkindən 10 dəfə kiçik olan ulduzların sayı isə 220 dəfə çoxdur. Bu göstərir ki, baş ardıcılığın aşağı hissəsində ulduzların say sıxlığı baş ardıcılığın digər yerlərindəkindən daha böyükdür. Hesablamalar göstərir ki, Günəşətrafi ulduzlardan sayca ən sıx olanı işıqlığı 10^4 dəfə Günəşinkindən kiçik olan ulduzlardır. Ulduzların miqdar sıxlığının onların işıqlığından asılılığı *ışıqlıq funksiyası* adlanır.

§51. Ulduzların fırlanması. Ulduzların maqnit sahəsi

Ulduzların fırlanması. Biz §49-da gördük ki, eyni spektral sinifə məxsus olub, işıqlıq sinifləri müxtəlif olan ulduzların spektrlərində müəyyən fərqlər vardır. Bunu ulduz atmosferlərinin müxtəlif sıxlığa malik olması ilə izah etdik. Aydın ki, bu səbəbdən də müxtəlif xətlərdə dəyişkənliklər müxiəlif olmalıdır. Məsələn, atomlararası elektrik sahəsinə daha həssas olan xətlərdən hidrogenin Balmer seriyasının böyük nömrəli xətləri Ştark effekti nəticəsində daha çox genişlənməlidir. Əgər ulduz fırlanırsa, onda hər an onun bir yarımkürəsi müşahidəçiyə yaxınlaşmalı, digər yarımkürəsi isə ondan uzaqlaşmalıdır. Odur ki, fırlanan ulduzun spektr xətləri Dopder effektinə əsasən eyni

zamanda qırmızı və bənövşəyi uca sürüşməli, nəticə etibarilə spektral xətlər genişlənməlidir. Aydınır ki, ulduzun fırlanması nəticəsində genişlənmə atmosfer sıxlığının müxtəlif olması hesabına genişlənmədən fərqli olaraq bütün xətlər üçün eyni olmalıdır. Məhz bunu nəzərə alaraq ulduzun fırlanması nəticəsində spektral xətlərin genişlənməsini müəyyən etmək olur. Əlbəttə, ulduzun fırlanma sürəti nə qədər böyük olarsa, onun spektral xətləri də bir o qədər çox genişlənər. 62-ci şəkildə fırlanma sürəti $v=0$ olan *i* Herkules ulduzunun spektrində 4026 \AA dalğa uzunluqlu helium xəttinin profili verilmişdir. Bu şəkildə ekvatorial fırlanma sürətləri $v=230 \text{ km/san}$ və $v=560 \text{ km/san}$ olan hal üçün xəttin nəzəri profilləri də təsvir olunmuşdur. Bu şəkildə absis oxunda xəttin mərkəzi λ_0 -dan hər iki tərəfə $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ məsafəsi (\AA -lərlə), ordinat oxunda isə xəttin mərkəzindən $\Delta\lambda$ məsafədə xəttin daxilində I_λ intensivliyinin xəttin mərkəzində I_{λ_0} intensivliyinə nisbəti verilmişdir. Şəkildən aydın görünür ki, fırlanmayan (sürəti sıfır olan) ulduzun spektral xətlərinin profili çox ensiz və dərindir (kəskindir). Fırlanma sürəti böyük olduqca ulduzun spektral xətləri daha çox genişlənir və dayazlaşır, bu dəyişmə fırlanma sürəti artdıqca güclənir.



Şəkil 62. Fırlanmayan bir ulduzun (Herkulesin *i* ulduzunun) spektrində heliumun 4026 \AA xəttinin profili ilə iki müxtəlif ekvatorial fırlanma sürəti üçün hesablanmış profillərin müqayisəsi. I_{λ} -xəttin mərkəzində, I_{λ} isə ondan $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ məsafədə xəttin intensivliyidir.

Müşahidələrdən tapılmışdır ki, yalnız O , B , A və həmçinin F -in ilk alt sinifləri kimi isti ulduzlar sürətlə fırlanırlar. Ən böyük sürətlə fırlanan ulduzlar B sinfinə məxsus olan o ulduzlardır ki, onların spektrində udulma xətləri ilə yanaşı parlaq emissiya xətləri də vardır. Belə ulduzların ekvatorial fırlanma sürəti 600 km/san-yə çatır. Ümumiyyətlə, B və A siniflərinə məxsus ulduzların ekvatorial fırlanma sürətləri $400-500 \text{ km/san}$, $F0-F5$ sinfinə məxsus ulduzlarınkı $200-300 \text{ km/san-yə}$ çatır. $F5$ tipli ulduzlar bir növ böyük və kiçik fırlanma sürətlərinə məxsus olan ulduzların sərhəddindədir. $F5-M$ siniflərinə məxsus ulduzların fırlanma sürəti ən çoxu onlarla km/san -dir. Bilirik ki, Günəşin ekvatorial fırlanma xətti sürəti 2 km/san -dir. Nəhəng və ifrat nəhənglərin oxətrafı fırlanmasında maraqlı cəhətlər müşahidə olunur. İlkin, yəni isti spektral sinifə məxsus nəhənglər bu sinifdən olan baş ardıcılığın ulduzlarından ləng fırlanırlar, bunun əksinə olaraq ötkün, yəni soyuq spektral sinifə məxsus nəhənglər sürətlə fırlanırlar. Məsələn, G spektral sinfinə məxsus elə nəhənglər var ki, onların ekvatorial fırlanma sürəti 100 km/san -dir. İfrat nəhənglərin fırlanmasında nəhənglərinin əksi müşahidə olunur, yəni ilkin spektral sinifdən ötkün spektral sinifə keçdikcə fırlanma sürəti azalır- 100 km/san -dən 10 km/san-yə enir.

Ulduzların maqnit sahəsi. Müəyyən texniki vasitələrlə

Zeyeman effektinə əsasən ulduzların maqnit sahələri ($H > 200E$ olduqda) ölçülür. Hazırda gərginliyi $H \cdot 1000E$ olan 100 -ə qədər ulduzun maqnit sahəsi ölçülmüşdür. Bu ulduzların əksəriyyətinin maqnit sahələri dəyişir; bəzilərinin qütbülükləri də dəyişir. Maqnit sahələri öyrənilən ulduzlar spektral sinifləri $B8-F0$ intervalında olan ulduzlardır. Bəzi qırmızı nəhənglərdə $1000 E$ -ə qədər maqnit sahəsinin olduğu müəyyən edilmişdir. Ağ cırtdanlarda işığın müşahidə olunan dairəvi polyarizasiyası bu ulduzlarda güclü $-10^7 E$ maqnit sahəsi olduğunu fərz etməyə imkan verir. Neytron ulduzların isə maqnit sahəsinin gərginliyi $10^{12} E$ -yə çatır.

§52. Ulduzların daxilində fiziki şərait. Neytron ulduzları. Qara çuxurlar

Ulduzların daxili quruluşunu səciyyələndirən ən mühüm parametrlərdən biri onun mərkəzi temperaturudur. Günəşə aid fəsilədəki məlumatlardan bilirik ki, Günəşin $R_{\odot}/2$ -yə uyğun qatında temperatur $T = \frac{\mu Gm_{\odot}}{4 AR_{\odot}} = 2,8 \cdot 10^6$ -K-dir. Aydındır ki, Gü-

nəşin mərkəzində temperatur (həmçinin təzyiq və sıxlıq da) nəzəri hesablanmış və məsələn, temperatur $15 \cdot 10^6$ K-dir.

Yuxarıdakı düsturdan görürük ki, Günəşdə olduğu kimi ulduzların da dərin qatlarında temperatur T , ulduzun kütləsi m -lə düz və radiusu R -lə tərs mütənəsbdir. Odur ki, ulduzun mərkəzində T_{\odot} aşağıdakı kimi ifadə oluna bilər:

$$T_{\odot} = K m/R \quad (52.1)$$

Günəşin nüvəsində $T_{\odot} = 15 \cdot 10^6$ K olduğundan (52.1)-ə əsasən

$$T_{\odot} = 1,5 \cdot 10^7 m/R \quad (52.2)$$

yaza bilərik.

Baş ardıcılığın ulduzlarından ötrü m/R nisbətini (50.1) və (50.2) münasibətlərinə əsasən

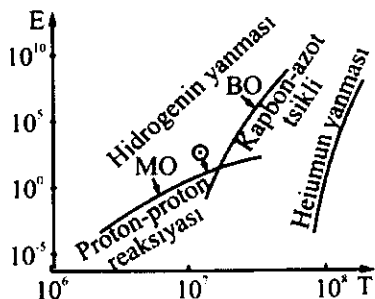
$$m/R = R^{1/3} \quad (52.3)$$

kimi yaza bilərik. Beləliklə, bu ulduzlar üçün alırıq:

$$T_{\odot} = 1,5 \cdot 10^7 R^{1/3} \quad (52.4)$$

Məsələn, $80V$ ulduzunun nüvəsində $T_{\odot} = 30 \cdot 10^6$ K, $K0V$ ulduzunun nüvəsində isə $T_{\odot} = 10 \cdot 10^6$ K-dir. Baş ardıcılıq üzrə soyuq ulduzlara doğru maddə sıxlığı da kiçilir. 63-cü şəkildə nüvə reaksiyaları enerjisinin temperaturdan asılılığı göstərilmişdir. Bu şəkildən aydındır ki, soyuq ulduzlardan Günəşdən bir qədər isti ulduzlaradək hidrogen, proton- proton reaksiyaları nəticəsində yanır. Gynəşdən daha isti ulduzların nüvəsində isə hidrogenin yanması karbon-azot tsikli ilə olur. Nəhayət, (7.63) və (7.65) düsturlarından bilirik ki, proton- proton reaksiyaları

zamanı ayrılan enerji $\sim T^4$ olduğu halda, karbon-azot reaksiyaları zamanı ayrılan enerji $\sim T^{20}$ -dir.



Şəkil 63. Nüvə reaksiyalarının temperaturdan asılılığı

Beləliklə, baş ardıcılığın yuxarı hissəsindəki ulduzların nüvələrində gedən istilik-nüvə reaksiyaları zamanı daha çox enerji ayrılır və nəticədə ulduz daha parlaq olur. Həm də nüvə reaksiyaları nəticəsində bu ulduzlardan ayrılan enerji $\sim T^{20}$ olduğundan onun köçürülməsi üçün güclü konveksiya lazımdır. Odur ki, məsələn, kütləsi $10 m_{\oplus}$ və radiusu $6 R_{\oplus}$ olan *B* spektral sinfinə məxsus baş ardıcılığın ulduzlarının nüvəsində geniş miqyaslı və böyük kütləli konveksiya zonası vardır. Bu mərkəzi konveksiya zonasının radiusu və kütləsi ulduzun radius və kütləsinin 25%-ni təşkil edir.

Baş ardıcılığın soyuq ulduzlarında istilik-nüvə reaksiyaları proton- proton tsikli ilə olduğundan bu reaksiyalar nəticəsində ayrılan enerji $\sim T^4$ -dir; digər tərəfdən mütləq qara cismin şüalanması da temperaturdan belə asılıdır. Odur ki, soyuq ulduzların nüvəsində hasil olan enerji səth qatlarına şüalanma yolu ilə köçürülür. Bu ulduzların yalnız nisbətən üst qatlarında udma əmsalı dərinliklə o qədər kəskin böyüyür ki, enerjinin köçürülməsində əsas rolu konveksiya oynayır. Baş ardıcılığın *K* sinfinə məxsus ulduzlarında xarici konveksiya zonası Günəşinkindən, yəni *G* sinfinə məxsus ulduzlarından dərin və geniş, *M* sinfinə məxsus ulduzlarınkı isə daha geniş olur. Beləliklə, baş ardıcılıq üzrə soyuq ulduzlara doğru getdikcə qalınlaşan və də-

rinləşən xarici konveksiya zonası vardır. Əgər Günəşin xarici fotosferaltı qatında kütləcə cəmi 2% maddə konveksiyada iştirak edirsə, *KV*-də maddənin 10%-i konvektiv zona yaradır.

Subcırtdan ulduzlar heç bir konveksiya zonasına malik deyil. Çünki həmin ulduzlarda dəmir və daha ağır elementlər nisbətən azdır və ya heç yoxdur və bununla əlaqədar olaraq qeyri-şəffaflığın kiçik olması nəticəsində enerji köçürülməsi üçün konveksiyaya ehtiyac olmamışdır. Subcırtdanlarda ağır elementlərin azlığı və hətta yoxluğu göstərir ki, bu ulduzlar ilkin ulduz aqreqatından əmələ gəlirlər. Bu o deməkdir ki, subcırtdanlar maddənin ulduz mərhələsi keçməmiş halından yaranmışlar. Bu ilk maddə halında isə ağır elementlər ola bilməzdi, çünki belə güman edirlər ki, ağır elementlər artıq bir dəfə ulduz mərhələsini keçmiş maddələrdən yaranan cavan və isti ulduzlarda əmələ gəlirlər.

Qırmızı nəhənglərin daxili quruluşu, xüsusilə mürəkkəbdir. Bu ulduzların mərkəzində radiusu 10^{-3} ulduz radiusuna, kütləsi 0,25 Günəş kütləsinə bərabər olan izotermik nüvə vardır. Bu nüvə cırlaşmış helium qazından ibarətdir. Nüvənin cırlaşmasına səbəb sıxlığın çox böyük olmasıdır. Məsələn, kütləsi $1,3 m_{\odot}$ olan qırmızı nəhəngin helium nüvəsində sıxlıq 350 kq/sm^3 -dir; belə ulduzun nüvəsində temperatur $40 \cdot 10^6 \text{ K}$ -dir. İzotermik nüvə, qalınlığı 10^{-3} ulduz radiusu qədər olan nazik halqa ilə əhatə olunmuşdur. Ulduzun daxili enerji mənbəyi də məhz əsasən hidrogendən ibarət olan bu nazik halqada hidrogenin "yanması" ilə bağlı istilik-nüvə reaksiyalarıdır; bu ulduzun heliumdan ibarət nüvəsində istilik-nüvə reaksiyası gedə bilməz, çünki bunun üçün temperatur 10^8 K olmalıdır, burada isə $40 \cdot 10^6 \text{ K}$ -dir. Qırmızı nəhəngin 9/10 ulduz radiusu qədər çox geniş üst örtüyü güclü konvektiv zonanı təşkil edir, ulduzun kütləsinin 70%-i bu zonadadır.

Ağ cırtdanlar – *H-R*. diaqramında aşağı sol küncdə yerləşdiklərindən onların işıqlığının Günəşinkindən tərtiblərcə kiçik olmasını, bu ulduzların radiuslarının Günəşinkindən yüz dəfələrlə kiçik olması ilə izah etmək olar. Digər tərəfdən ağ cırtdanların orta kütləsi $0,6 m_{\odot}$ olduğundan onların sıxlığı çox

böyük- 10^5 - 10^7 q/sm^3 olmalıdır. Aydınır ki, 10^7 K temperaturda sıxlığı belə böyük olan qaz cırlaşmış halda olmalıdır. Beləliklə, ağ cırtanların quruluşu cırlaşmış elektron qazının təzyiqi ilə müəyyən olmalı, nüvədən xaricə enerji köçürülməsi isə əsasən istilikkeçirmə yolu ilə baş verməlidir (adi ulduzlarda istilikkeçirmə olduqca kiçikdir). Hesalamalar göstərir ki, nüvədən $r \approx 0,98$ ulduz radiusu qədər məsafədə cırlaşmış elektron qazlarından ibarət daxili qat izotermikdir ($10 \cdot 10^6$ K); xaricdən ağ cırtan nazik örtüklə əhatə olunub və bu örtükdə temperatur xaricə doğru kəskin azalır və səthdə $(10 \div 30) \cdot 10^3$ K olur. Nəzəriyyədən məlumdur ki, ağ cırtanın kütləsi $m < 0,6 m_{\odot}$ olarsa cırlaşmış elektron qazı qeyri-realistiv olur və $R \sim m^{-1/3}$ münasibəti yaranır, yəni kütlə böyüdükcə radius kiçilir. Bu halda $P_e \sim \rho^{5/3}$ -dir (relyativist elektron qazında $P_e \sim \rho^{4/3}$ -dir); kütlənin radiusdan asılı olmayan müəyyən hüdud qiyməti olur. Bu kütləyə *hüdud kütləsi* deyilir və onun qiyməti $1,4 m_{\odot}$ -dir. Bu o deməkdir ki, ağ cırtanın kütləsi $1,4 m_{\odot}$ -dən böyük ola bilməz, əks halda ulduz tarazlıqda qala bilməz, ona görə də o, artıq kütləni atmalıdır. Hesablamalar göstərir ki, cırlaşmış ion qazının soyuması hesabına ağ cırtan 10^9 il enerji şüalandıra bilər. Bir qrup astrofizik belə hesab edir ki, qırmızı nəhəng öz geniş örtüyünü (konvektiv zonasını) atarsa, qalan nüvə və nazik örtük ağ cırtan ola bilər. Ağ cırtanın örtüyündə hidrogenin "yanması" hesabına istilik nüvə reaksiyaları da gedə bilər.

Neyron ulduzları. Ulduzların daxili quruluş nəzəriyyəsi göstərir ki, kütlənin müəyyən qiymətindən etibarən cırlaşmış qazın təzyiqi ulduzun qravitasiya qüvvəsini tarazlaya bilmir və ulduz dayanıqsız hala keçir. $m \leq 3 m_{\odot}$ kütləyə malik belə ulduz sıxılarkən onun maddəsinin sıxlığı $\rho > 10^{10}$ q/sm^3 olur və $p + e^- \rightarrow n + \nu$ reaksiyaları nəticəsində ulduzun daxilində neytronlaşma prosesi başlayır. Nəticədə cırlaşmış qaz neytron qazına çevrilir və sıxlığın daha da böyük olması hesabına ulduz tarazlıq vəziyyətini alır, neytron qazının təzyiqi qravitasiya qüvvəsini tarazlayır. Belə ulduz neytron ulduz adlanır. Neytron ulduzun ra-

diusu $R \cong 12(m/m_{\odot})^{1/3} \text{ km}$ -dir. Neytron ulduzun mərkəzində sıxlıq $10^{14}-10^{15} \text{ q/sm}^3$, səthində isə buna nisbətən çox kiçik - 10^4 q/sm^3 -dir. Bu ulduzların nüvəsində temperatur yüzrlərlə milyon dərəcədir, səthi bərk cismin xüsusiyyətlərinə malikdir. Başqa sözlə neytron ulduzu qalınlığı bir neçə yüz metr olan bərk qabığa malikdir.

Neytron ulduzları sürətlə fırlanırlar. Bunu sadə hesablama vasitəsilə göstərek; Kütləsi m , radiusu R , fırlanma bucaq sürəti ω olan kürəyə baxaq. Belə kürə bircinsdirsə ($\rho = \text{const}$) ətalət momenti $2/5mR^2$ olduğundan onun hərəkət miqdarı momenti $\frac{2}{5}mR^2\omega$ olar. Belə ulduz sıxılarkən onun hərəkət miqdarı mo-

menti saxlanır, yəni $\omega R^2 = \text{const} = \omega_0 R_0^2$ -dir (sıfır indeksi sıxılmaya qədərki hala aiddir). İndi qəbul edək ki, sıxılmaya qədər ulduzun radiusu və fırlanma bucaq sürəti Günəşinkinə bərabər, yəni $R_{\odot} \approx 7 \cdot 10^{10} \text{ sm}$, $\omega_0 = \frac{2\pi}{T_0} \approx 3 \cdot 10^{-6} \frac{\text{rad}}{\text{san}}$, yaxud fir-

lanma tezliyi $f_0 = 1/T_0 \approx 4,63 \cdot 10^{-7} \text{ san}^{-1}$ olmuşdur. Sıxılmanın sonunda ulduzun radiusu $R = 20 \text{ km}$ olarsa, onda $f = f_0 (R_{\odot}/R)^2$ münasibətindən $f = 560 \text{ san}^{-1}$ alarıq, yəni belə ulduz çox böyük sürətlə - saniyədə 560 dəfə öz oxu ətrafında fırlanar. Əlbəttə, hərəkət miqdarı momentinin bir qismi maqnit qüvvə xətləri vasitəsilə ulduzu tərk edə bilər, yəni fırlanma sürəti yuxarıda aldığımızdan kiçik ola bilər, lakin sürət yenə də böyük qalar.

Neytron ulduzların maqnit sahəsi də böyük olmalıdır. Bunu göstərmək üçün nəzərə almaq lazımdır ki, ulduz sıxılarkən onun plazmasına dondurulan maqnit qüvvə xətləri də sıxılmalıdır. Odur ki, ulduz sıxılarkən maqnit sahəsi seli $4\pi R^2 H = \text{const}$ olmalıdır. Başqa sözlə sıxılmanın sonunda sahənin gərginliyi $H = H_0 (R_{\odot}/R)^2$ olar. Bu o deməkdir ki, ilkin gərginlik bir Er-

sted olarsa, $\frac{R_{\odot}}{R} = \frac{7 \cdot 10^5}{20} = 3,5 \cdot 10^4$ qəbul etsək, sıxılmanın so-

nunda $H \approx 10^9$ Ersted olar.

Beləliklə, nəzəriyyə göstərir ki, çox kiçik radiuslu ifrat sıx çox böyük sürətlə fırlanan və çox böyük maqnit sahəsinə malik olan ulduzların, yəni neytron ulduzlarının olması tam mümkündür. Neytron ulduzlarının nəzəriyyəsi 1932-ci ildə pozitron və neytronun kəşfindən, demək olar ki, dərhal sonra işlənməyə başlanmışdır.

Bəs neytron ulduzları həqiqətdə varmı? 1967-ci ildə pulsar adlandırılan obyektlər kəşf ediləndən sonra bu suala cavab vermək imkanı yarandı. Astrofiziklərin əksəryyəti hesab edirlər ki, pulsarlar elə neytron ulduzlarıdır (bax §60).

Qara çuxurlar (qravitasiya kollapsları). Qara çuxurun obyekt kimi mənasını başa düşmək üçün əvvəlcə cismin qravitasiya radiusu adlanan kəmiyyətlə tanış olaq.

Ümumdünya cazibə qanununa görə iki maddi nöqtə arasındakı qarşılıqlı cazibə qüvvəsi $F \sim \frac{1}{r^2}$ olduğundan bu nöqtələr arasındakı məsafə $r \rightarrow 0$ olanda $F \rightarrow \infty$ olur.

Ümumi nisbilik nəzəriyyəsinə görə isə kütləsi M olan cisimlə kütləsi m olan nümunə kütləsi arasındakı cazibə qüvvəsi $r \rightarrow 0$ olanda deyil, $r \rightarrow R_g = 2Gm/c^2$ olanda sonsuzluğa yaxınlaşır və $r = R_g$ -də sonsuz böyük olur. R_g qravitasiya radiusu adlanır və yuxarıdakı nəticəni ilk dəfə məşhur astrofizik K. Şvarstşild 1916-cı ildə almışdır. M kütlə mərkəzi ətrafındakı R_g radiuslu sfera Şvarstşild sferası adlanır.

İndi fərz edək ki, Günəş kütləli ulduz qravitasiya radiuslu kürəyə qədər sıxılmışdır. Belə kürənin orta sıxlığı

$$\frac{m_{\odot}}{4/3\pi(2Gm/c^2)^3} = 2 \cdot 10^{16} \text{ q/sm}^3 \text{ olar. Odur ki, bütün kütləsi}$$

Şvarstşild sferasında toplanan m kütləli ulduzun orta sıxlığı $\bar{\rho} = 2 \cdot 10^{16} (m_{\odot}/m)^2 \text{ q/sm}^3$ olar. Buradan görürük ki, ulduzun kütləsi $m > 3m_{\odot}$ olarsa, $\bar{\rho} < 2 \cdot 10^{16} \text{ q/sm}^3$ olar və ulduzun kütləsi bir neçə on Günəş kütləsinə bərabər olarsa, bu halda onun orta

sıxlığı neytron ulduzunkundan da kiçik olur. Belə ulduzların varlığı isə şübhə doğurmur. Burada belə bir sual çıxır: kütləsi kifayət qədər böyük ulduz qravitasiya radiusundan kiçik radiuslu kürəyə qədər sıxıla bilərmə? Ümumi nisbilik nəzəriyyəsi bunun mümkün olduğunu göstərir. Başqa sözlə, obyektin kütləsi $m > 3 m_{\odot}$ olarsa, hətta cırılmış neytronların da təzyiqli qravitasiyanı tarazlaya bilməz və obyekt qravitasiya radiusundan kiçik radiuslu kürəyə qədər sıxıla bilər. Radiusu qravitasiya radiusundan kiçik olan belə obyekt qara çuxur adlanır. Bu onunla əlaqədardır ki, $R < R_g = 2Gm/c^2$ olanda belə obyekt üçün parabolik sürət $v_n = \sqrt{2Gm/R} > c$ olur, yəni işıq kvantları obyekti tərk edə bilmir - "çuxurdan çıxma bilmir"

Aydındır ki, qara çuxurun varlığını o vaxt qəti söyləmək olar ki, obyekt adi bir ulduzla sıx qoşa sistem təşkil etsin. Bu halda adi ulduzdan qara çuxura tərəf axan maddənin trayektoriyası işıq sürətinə yaxın sürətlə spiral boyunca olar, qara çuxurun qravitasiya sahəsində on milyonlarla dərəcə qızan mühit yaranar. Belə mühit rentgen oblastda güclü şüalanma mənbəyi olmalıdır. Sıx qoşa sistemdə görünməyən obyektin (bax: §54.4) böyük kütləyə $m > 3 m_{\odot}$ malik olması da onun qara çuxur olması ehtimalını artırır (biz dedik ki, ağ cırdanların maksimum kütləsi $1,4 m_{\odot}$, neytron ulduzlarınki isə $3 m_{\odot}$ -dir).

§53. Ulduzların atmosferləri (fotosferləri)

Ulduz atmosferinin qalınlığı onun kütlə, radius və temperaturundan asılıdır. Doğrudan da, məlumdur ki, (bax §22) bircins atmosferin qalınlığı

$$H = \frac{AT}{\mu g}$$

düsturu ilə qiymətləndirilir. Burada T -temperatur, g -ağırlıq qüvvəsinin təcili, μ -molekulyar kütlə, A -universal qaz sabitidir. Digər tərəfdən kütləsi m və radiusu R olan ulduzun səthində ağırlıq qüvvəsinin təcili

$$g = G \frac{m}{R^2}$$

Bu düsturlardan bircins atmosferin qalınlığı üçün

$$H = \frac{ATR^2}{G\mu m}$$

alınır. Buradan görürük ki, doğrudan da ulduz atmosferində hündürlük şkalası ulduzun kütləsi ilə tərs, temperatur və radiusun kvadratı ilə düz mütənasibdir. Əgər bütün ulduzların temperatur və kütlələri eyni olsaydı, onda ulduzların bircins atmosferlərinin qalınlığı onların radiuslarının kvadratı ilə düz mütənasib olardı. Lakin ulduzlar kütlə və temperaturlarına görə fərqli olduqlarından (50.1), (50.2), və (50.4) münasibətlərini, yəni "kütlə-işıqlıq-radius" əlaqələrini H -in yuxarıdakı düsturunda nəzərə alsaq

$$H \sim R^{1.46}$$

olar. Beləliklə, H -ı yalnız ulduzun radiusundan asılı hesab etmək olar və bu halda ulduzun bircins atmosferinin qalınlığı radiusun 1.46 dərəcəsi ilə mütənasib olar.

H -ın R -dən bu asılığından alırıq ki, Günəş atmosferinin (fotosferinin) qalınlığı bir neçə yüz kilometr olduğu halda, baş ardıcılığın lap yuxarı hissəsindəki ulduzların fotosferlərinin qalınlığı Günəşinkindən on dəfələrlə böyükdür, yəni minlərlə kilometrdir; nəhənglərin fotosferi Günəşinkindən yüz dəfələrlə böyükdür; yəni on minlərlə kilometrdir; ifrat nəhənglərinki isə daha böyük – min-on min dəfələrlə böyükdür, yəni onların fotosferlərinin qalınlığı yüz minlərlə, milyonlarla kilometrdir. Bunların əksinə olaraq ağ cırdanların fotosferlərinin qalınlığı cəmi bir neçə on və ya bir neçə yüz metrdir.

Ulduz atmosferlərində sıxlığı qiymətləndirmək üçün nəzərdə tuturuq ki, çıxan şüalanmaya uyğun qatın optik dərinliyi $\tau \approx 1$ -dir. Odur ki, (8.7) düsturuna əsasən deyə bilərik ki, vahid optik qalınlıq H həndəsi qalınlığına uyğundursa, onda

$$\chi \rho H \approx 1$$

olmalıdır. Burada χ – vahid kütləyə düşən udulma əmsalı-

qeyri-şəffaqlıq əmsalı, ρ – fotosferin orta sıxlığıdır. Beləliklə

$$\rho \approx \frac{1}{\chi H}$$

χ -udma əmsalı temperaturdan, təzyiqdən və kimyəvi tərkibdən asılıdır. Lakin bu asılılıqda təzyiq ən böyük rolu oynayır. Təzyiq isə ulduzun səthində ağırlıq qüvvəsinin təcilindən asılıdır-təcil böyük olanda təzyiq də böyük olur və χ böyüyür. Digər tərəfdən ağırlıq qüvvəsinin təcili böyüyəndə H kiçilir. Beləliklə, H -ın kiçilməsi, χ -nın böyüməsi ilə müşayiət olunur. Odur ki, müxtəlif ulduzların fotosferlərində sıxlıqlar fərqi çox böyük olmur. Doğrudan da nəhənglərin atmosferləri Günəşin-kindən cəmi 10 dəfə seyrəkdir, ağ cırtdanların lap üst qatları isə cəmi 10 dəfə sıxdır.

Aşağıda, 12-ci cədvəldə bir sıra ulduzların nüvəsi və fotosferinin bəzi xarakteristikaları verilmişdir.

Əlbəttə, bu cədvəldə göstərilən ədədlər təqribidir və oradakı rəqəmlər yadda qalsın deyə yuvarlaqlaşdırılıb.

Cədvəl 13

Ulduzların nüvə və atmosferlərinin bəzi xarakteristikaları

Ulduzun sinfi	Ulduzun mərkəzindəki şərait			Ulduzun atmosferindəki şərait	
	$T_0(K)$	$\rho_0, q/sm^3$	$H (km)$	$T (K)$	$\rho_0, q/sm^3$
BO V	$3 \cdot 10^7$	8	1000	20000	10^{-9}
G2 V	$1,3 \cdot 10^7$	130	180	6000	10^{-7}
MO V	10^7	65	160	3300	$3 \cdot 10^{-7}$
KO III	$4 \cdot 10^7$	$3,5 \cdot 10^5$	20000	4100	10^{-8}
AOVIII	10^7	$1,5 \cdot 10^7$	0,1	10000	10^{-6}

II HISSƏ. QOŞA VƏ DƏYİŞƏN ULDUZLAR

§54. Qoşa ulduzlar

1. Giriş. Qarşılıqlı qravitasiya qüvvəsi ilə bir-birinə bağlı olan və ümumi kütlə mərkəzi ətrafında hərəkət edən iki ulduzun əmələ gətirdiyi sistem – qoşa ulduz anlayışı ilə §48-də ulduzların kütləsindən bəhs edəndə tanış olduq. Sistem 2-dən çox ulduzdan da ibarət ola bilər. 3-10 ulduzdan ibarət fiziki rabitədə olan sistemə *misilli ulduzlar* deyilir. Qarşılıqlı cazibə qüvvələri ilə bir-birinə bağlı olan və fəzada vahid obyekt kimi hərəkət edən 10-dan artıq ulduzdan ibarət qrup ulduz toparları və ulduz assosiasiyaları adlanır (bax: §64).

Əlbəttə, göy sferasında bir-birinin yaxınlığında görünən ulduzların hamısını qoşa, misilli və ya topa hesab etmək olmaz.

Ulduzlar əslində bir-birlərindən çox uzaq məsafələrdə (yaxud Günəşdən çox müxtəlif məsafələrdə) ola bilərlər və onların yalnız göy sferasına proyeksiyaları yaxın görünə bilər. Bu cür qoşa, optik qoşa adlanır. Bunları fiziki qoşalardan fərqləndirmək üçün müxtəlif üsullar vardır. Hər şeydən əvvəl hesablanmışdır ki, bir-birindən bucaq məsafələri $10''$ olan iki ulduzun optik qoşa olması ehtimalı çox kiçik - $4 \cdot 10^{-6}$ -dır.

Misilli ulduzlarda bu ehtimal lap kiçikdir. Teleskopda qoşa və ya misilli görünən ulduzların fiziki rabitədə olmalarını sübut etmək üçün ən etibarlı üsul sistemin komponentlərinin ümumi kütlə mərkəzi ətrafında orbital hərəkətlərini, yaxud sistemin ulduzlarının fəzada bir yerdə hərəkətini aşkar etməkdir. Əvvəlcə misilli ulduzlar haqqında bir neçə söz. Misilli ulduzlardan ən məşhurlarından biri Kastordur (Əkizlərin α -sı). Bu sistem altı ulduzdan ibarətdir, çox da böyük olmayan teleskopda komponentləri arasında bucaq məsafəsi $2''$ olan qoşa kimi görünür. Hər ikisinin spektral sinifi $A0$, görünən ulduz ölçüləri $2^m,0$ və $2^m,9$ -dur. Bu ulduzların dolanma dövrləri 4000 ilə yaxındır. $73''$ məsafədə spektral sinifi $M0$, görünən ulduz ölçüsü $9^m,0$ olan üçüncü ulduz da həmin sistemin ulduzları ilə fiziki rabitədədir. Burada fiziki rabitənin reallığı şəksizdir, çünki hər

üç ulduz fəzada vahid obyekt kimi hərəkət edir. Bu sistemin ən parlaq ulduzu ətrafında ulduz-peykin dolanma dövrü təqribən 1000 ilə bərabərdir. Nəhayət, bu üç ulduzdan hər biri spektral qoşadır (bax: §54.2). Beləliklə, Kastor beş ulduzla birlikdə mi-silli sistemə daxildir. Adi gözlə görünən bu ulduzun ulduz ölçüsü isə belə tapılır: $m_1=2^m,0$, $m_2=2^m,9$ olduğundan bu iki parlaq ulduzun parlaqlıqları nisbəti $E_2/E_1 = 10^{-0,4(m_2-m_1)} \approx 0,435$ -dir. Ulduz ölçüsü $m_3=9^m,0$ olan üçüncü ulduzun parlaqlığı birinci ulduzun parlaqlığına nisbətən

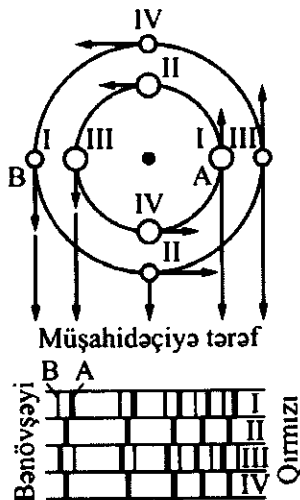
$$E_3/E_1 = 10^{-0,49(m_3-m_1)} \approx 0,0016$$

olduğundan $E = E_1 + E_2 + E_3$ və $m = m_1 - 2,51\lg(E/E_1)$ olduğunu nəzərə alaraq (burada: $E/E_1 = (E_1 + E_2 + E_3)/E_1 \approx (E_1 + E_2)/E_1 = 1 + E_2/E_1 = 1,44$). $m=2^m,0-0^m,4=1^m,6$ alarıq. Beləliklə, Kastor adi gözlə $1^m,6$ ulduz ölçüsünə malik tək ulduz kimi görünür (halbuki, bu ulduz həqiqətən tək ulduz olsaydı onun görünən ulduz ölçüsü $2^m,0$ olardı və $\sim 1,4$ dəfə zəif görünərdi).

Qoşa ulduzlar vizual, spektral və tutulan-qoşa olurlar. Biz §48-də vizual-qoşa ulduzlarla tanış olduq. İndi digər qoşalarla tanış olaq.

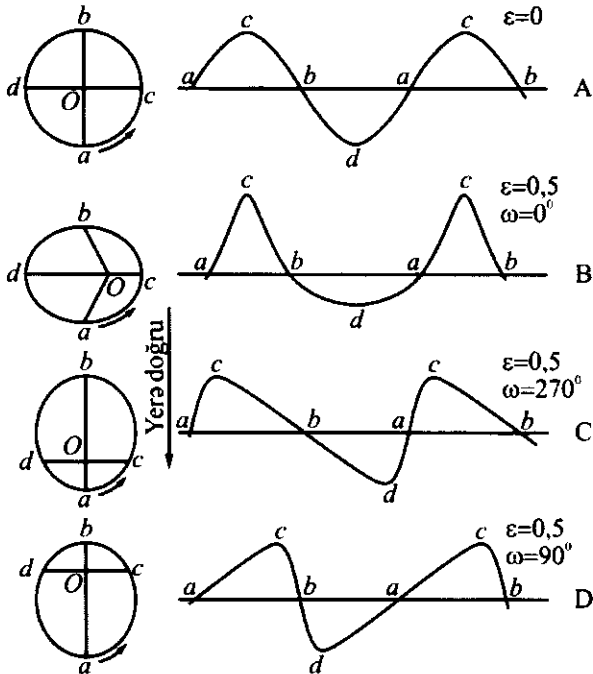
2. Spektral-qoşa ulduzlar. *Qoşalığı yalnız spektral təhlil nəticəsində müəyyən edilən sistemə spektral – qoşa ulduzlar deyilir.* Spektral-qoşa ulduzun komponentləri arasındakı bucaq məsafəsi $0''$, 05-dən kiçik olduğundan ən böyük teleskopda belə onların qoşalığı görünür. Qoşa ulduzun orbit müstəvisi baxış şüasına perpendikulyar olarsa, yəni orbit müstəvisi şəkil müstəvisində olarsa, sistemin qoşalığını spektral təhlillə də aşkar etmək olmaz. Əgər orbit müstəvisi şəkil müstəvisi ilə müəyyən bucaq əmələ gətirirsə (ən yaxşı hal bu müstəvilərin perpendikulyar olması, yəni baxış şüasının orbit müstəvisində olmasıdır) onda komponentlərin spektral xətləri laboratoriya xətlərinə nisbətən Dopler effektinə əsasən sürüşməlidir. Fərz edək ki, baxış şüası orbit müstəvisindədir. Qoşa sistemin hər iki komponentinin spektr xətləri gah bənövşəyi, gah qırmızı uca sürüşəcəkdir.

Parlaq komponentin spektr xətlərinin sürüşmə amplitudu nisbətən kiçik olmalıdır. 64-cü şəkildə spektral-qoşa ulduz sistemi, bu sistemin komponentlərinin ümumi kütlə mərkəzi ətrafında orbital hərəkətləri və komponentlərin orbitlərindəki müvafiq vəziyyətlərində spekt xətlərinin yerləri göstərilmişdir. Şəkildə *A* ulduzu baş ulduzdur. Bu ulduzun spektral xətləri daha intensivdir. Kütləsi böyük olan bu ulduzun sürüşmə amplitudu da kiçikdir. *I* vəziyyətdə *A* ulduzu baxış şüası boyunca uzaqlaşır. *B* ulduzu isə daha böyük şüa sürətilə yaxınlaşır. Odur ki, bu vəziyyətdə *A* ulduzunun spektr xətləri qırmızı uca, *B* ulduzunku isə bənövşəyi uca tərəf (daha çox) sürüşür. II vəziyyətində hər iki komponentin sürət vektorları baxış şüasına perpendikulyar olduğundan onların spektr xətlərinin vəziyyətdə Dopler sürüşməsi olmur və hər iki ulduzun spektr xətləri laboratoriya xətlərinin üzərinə düşür. III vəziyyətdə *B* ulduzu baxış şüası boyunca müşahidəçidən uzaqlaşır, *A* ulduzu isə ona yaxınlaşır. Odur ki, bu vəziyyətdə *A* ulduzunun spektr xətləri bənövşəyi uca, *B* ulduzunkular isə qırmızı uca tərəf ən çox sürüşür.



Şəkil 64. Spektral qoşa ulduz sistemində şüa sürətlərinin dəyişmə sxemi

IV vəziyyətdə II vəziyyətə oxşar hal baş verir, yəni hər iki komponentin sürət vektorları baxış şüasına perpendikulyar olduğundan spektrdə xətlərin vəziyyətində Dopler sürüşməsi olmur. Əgər yalnız baş ulduzun spektri görünürsə onda spektr xətlərinin sürüşməsi yalnız baş ulduza aid olar – bu ulduzun spektr xətləri kiçik amplitudla gah qırmızı, gah da bənövşəyi uca tərəf sürüşər. Bu zaman baş ulduzun kütləsi nə qədər böyük olsa onun xətlərinin sürüşmə amplitudu da bir o qədər kiçik olmalıdır. Spektr xətlərinin sürüşməsi periodu komponentlərin kütlə mərkəzi ətrafında dolanma periodunu verir. Sürüşmənin qiyməti isə şüa sürətinin qiymətini tapmağa imkan yaradır. Şüa sürətinin zamandan asılılıq əyrisinə şüa sürətləri əyrisi deyilir. 65-ci şəkildə şüa sürətləri ayrılığının spektral-qoşa sistemdə orbitin formasından və fəzada yönəlməsindən asılılığı göstərilmişdir.



Şəkil 65. Spektral qoşa ulduz sistemində şüa sürətlərinin orbitin forma və müşahidəçiyə nəzərən yönəlməsindən asılılığı

Bu əyriyərdən görüldüyü kimi onların təhlili qoşa sistemin orbitinin bəzi elementlərini tapmağa imkan verir. Bu elementlər dolanma periodları, eksentrisitet, komponentin – peykin periastrdan (orbitin baş ulduza ən yaxın nöqtəsindən) keçmə anı, periastrın düyündən (orbit və şəkil müstəvilərinin kəsişdiyi xəttin orbitlə kəsişdiyi nöqtədən) bucaq məsafəsidir. Bu əyriyərdin təhlilindən böyük yarımoğun baxış şüasına proyeksiyası və Keplərin dəqiqləşdirilmiş üçüncü qanunu vasitəsilə komponentlərin kütlələri cəmi, sonra da ayrı-ayrı komponentlərin kütləsi tapılır (bax: §48). İndiyədək 2500 spektral-qoşa ulduz tapılıb. Bunlardan ən kiçik dövrə malik olanın periodu 2,4 saata (Kiçik Ayın γ -sı), ən böyük perioda malik olanınkı isə 60 ilə (Hidranın ε -u) bərabərdir.

3. Tutulan-qoşa və ya tutulan-dəyişən ulduzlar. Baxış şüası qoşa sistemin orbit müstəvisində olarsa müşahidəçi belə sistemin komponentlərinin bir-birini periodik olaraq örtməsinə bu komponentlərin növbə ilə tutulmasını görür. Belə sistemə tutulan-qoşa, yaxud tutulan-dəyişən ulduz deyilir. Aydındır ki, belə sistem müşahidəçi üçün həm də spektral-qoşa ulduz olar.

Tutulan-qoşa ulduz sisteminə böyük işıqlığı olan komponent baş ulduz, kiçik işıqlığa malik olan ulduz isə onun peyki adlanır. Aydındır ki, peyk və baş ulduz bir-birinin qarşısını kəsməyən vəziyyətdə sistem ən böyük parlaqlığa malik olar (ən kiçik ulduz ölçüsünə malik olar), peyk baş ulduzu bütünlüklə örtəndə sistemin parlaqlığı ən kiçik olar (sistem ən böyük ulduz ölçüsünə malik olar); baş ulduz peyki tutanda parlaqlıq az-çox zəifləyər, bu zəifləmə peyklə baş ulduzun işıqlıqları nisbətindən asılıdır: peyk zəif olsa baş ulduz peyki örtəndə parlaqlıq çox az zəifləyər. Peykin parlaqlığı baş ulduzunkuna yaxın olduqca belə tutulmada sistemin parlaqlığı ən kiçik parlaqlığa yaxın olar.

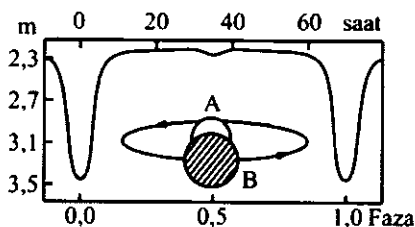
Tutulan-dəyişən qoşa ulduz sisteminin görünən parlaqlığının (görünən ulduz ölçüsünün) zamandan asılı olaraq dəyişməsi əyrisinə parlaqlıq əyrisi deyilir. Sistemin ən böyük parlaqlıq anı (ən kiçik ulduz ölçüsünə malik olduğu an) parlaqlığın maksimum dövrü, ən kiçik parlaqlıq anı (ən böyük ulduz

ölçüsünə malik olduğu an) baş minimum dövrü adlanır; baş ulduzun peyki tutduğu an isə ikinci minimum dövrü adlanır. İki baş minimum arasındakı vaxt fasiləsi parlaqlığın dəyişməsi periodu, baş minimum və maksimum dövrlərdə ulduz ölçüləri fərqi parlaqlığın amplitudu adlanır.

Parlaqlıq əyrilərinin xarakterinə görə tutulan-qoşa ulduzlar aşağıdakı növlərə ayrılırlar:

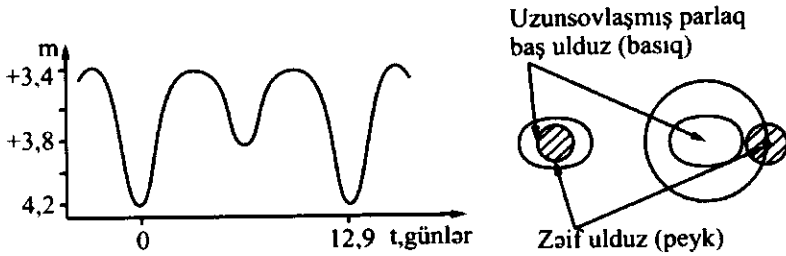
1) Əlqul (Perseyin β -sı) tipli tutulan-qoşa ulduzlar.

Baş minimumla ikinci minimum arasında parlaqlıq, demək olar ki, sabit qalır. 66-cı şəkildə absis oxunda altıda faza, üstə vaxt göstərilmiş, ordinat oxunda ulduz ölçüləri verilmişdir. Bu şəkildə tutulan-qoşa Əlqul ulduzunun parlaqlıq əyrisi və orbitinin sxemi verilmişdir. Sistemdə B peyki A ulduzunu örtəndə parlaqlıq ən kiçik olur (ulduz ölçüsü $m \approx 3,5$ olur). A baş ulduzu B peykini örtəndə ikinci çox dayaz minimum müşahidə olunur (ulduz ölçüsü $m \approx 2,3$ olur); iki minimum arasında ən böyük və sabit parlaqlıq olur ($m \approx 2,7$ olur). Əlqul tutulan dəyişən qoşa ulduzunun parlaqlığının amplitudu $\Delta m = m_1 - m_2 = 3^m, 5 - 2^m, 3 = 1^m, 2$ və parlaqlığın dəyişmə periodu $p = 2^d 20^h 49^m$ -dir.



Şəkil 66. Əlqul tutulan-qoşa ulduz sisteminin parlaqlıq əyrisi və onun orbit sxemi.

2) Liranın β -sı tipli tutulan-qoşa ulduzlar. Baş minimumla ikinci minimum arasında parlaqlıq arası kəsilmədən dəyişir, ikinci minimum baş minimumdan az dayazdır. 67-cı şəkildən görüldüyü kimi ulduzun parlaqlıq amplitudu $\Delta m = 4^m, 2 - 3^m, 3 = 0^m, 9$, parlaqlığın dəyişmə periodu $p = 12^d 21^h 48^m$ -dir.



Şəkil 67. Liranın β -sı tutulan-qoşa sisteminin parlaqlıq əyrisi və onun soyuq peykinin hərəkət sxemi.

3) Böyük Ayının W -si tipli tutulan-qoşa ulduzlar. Liranın β -sı tipli tutulan-qoşa ulduzların parlaqlıq əyrilərinə bənzər əyrilərə malikdirlər, lakin ikinci minimum əsas minimumun dərinliyinə çox yaxındır.

Tutulan-dəyişən qoşa ulduzların parlaqlıq əyrilərini öyrənməklə orbitin aşağıdakı elementləri tapılır: orbit müstəvisinin şəkil müstəvisinə meyli (i), komponentlərin kütlə mərkəzi ətrafında dolanma periodu (P), eksentrisitet (e), periastrin uzunluğu (π), əsas minimum anı (T_0). Minimumlar arasındakı vaxt fasiləsinə görə orbitin böyük yarımoxu vahidləri ilə komponentlərin radiusları tapılır. Sistemdə tam tutulma baş verirsə minimumların dərinliklərinə görə komponentlərin işıqlıqları nisbəti tapılır. Məsafə məlum olduqda isə işıqlıqların mütləq qiymətləri təyin olunur. Belə sistemin həm də spektrləri müşahidə olunsursa, hər bir komponentin kütləsi ayrı-yarılıqda təyin edilir. Komponentlərdən birinin spektri müşahidə edildikdə isə kütlə funksiyası tapılır.

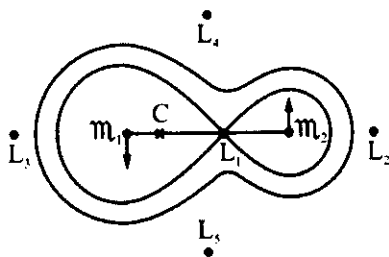
Elə az sayda tutulan-qoşalar var ki, baş ulduz soyuq nəhəng və ya ifrat nəhəng, peyk isə baş ardıcılığın isti ulduzudur. Belə sistemdə, ancaq peykin baş ulduz tərəfindən tutulması müşahidə olunur. Belə tutulmanın əvvəlində və sonunda spektrdə ionlaşmış kalsiumun H və K xətləri görünür, özü də əvvəlcə bu xətlər qırmızı, sonda isə bənövşəyi uca sürüşmüş olurlar. Bu göstərir ki, peykin şüalanması fırlanan qırmızı nəhəngin (və ya ifrat nəhəngin) atmosferindən keçir. Tutulma və tutulmadan kə-

narda soyuq nəhənglərin və ifrat nəhənglərin spektroqramlarını müqayisəli öyrənməklə onların atmosferlərini daha mükəmməl tədqiq etmək olar.

İndiyədək 3000-dən artıq tutulan-qaşa ulduz məlumdur. Bunların periodları 81,5 dəqiqədən 57 ilə qədərdir.

4. Sıx qaşa ulduz sistemlərinin bəzi xüsusiyyətləri. *Qoşa sistemin komponentlərinin mərkəzləri arasındakı məsafə onların ölçüləri ilə müqayisə olunandrsa belə sistem sıx qaşa sistem adlanır.* Sıx qaşa sistemdə komponentlərin ümumi kütlə mərkəzi ətrafında dolanma periodu 100 sutkadan kiçik olur və orbital hərəkət sürəti 300-350 *km/san*-yə çatır. Komponentlərin bir-birinə çox yaxın olması nəticəsində bunların qarşılıqlı qabarma təsiri o qədər böyük olur ki, komponentlərin qabarmaları bir-birinə doğru yönələn ellipsoid forması alır. Bilirik ki, qazlardan ibarət cismin forması qravitasiya potensialının eyni olduğu nöqtələrdən keçən səthlə təyin olunur və belə səth ekvipotensial səth adlanır. Beləliklə, hər bir ekvipotensial səthdə qravitasiya potensialı $\varphi = -Gm/r$ sabitdir. Qaz ekvipotensial səth üzrə sərbəst sürətdə axa bilər və məhz bu şərait cismin tarazlıq halını müəyyən edir. Qoşa olmayan adi, fırlanmayan və ya kiçik sürətlə fırlanan ulduzun ekvipotensial səthləri mərkəzləri ulduzun kütlə mərkəzində yerləşən konsentrik sferalardır. Bu səbəbdən də bu ulduzlar kürəvi olurlar. Sıx qaşa sistemdə isə vəziyyət başqadır – komponentlərin mərkəzindən uzaqlaşdıqca ekvipotensial səthlər sferiklikdən çıxaraq uzunsovlaşır-ellipsoidə çevrilirlər. Bu səthlərdən ikisi daxili birinci Laqranj nöqtəsində (L_1) bir-birinə toxunaraq hər iki ulduzu əhatə edən ortaq ekvipotensial səthi yaradırlar. Komponentlərin ümumi kütlə mərkəzi ətrafında dolanma müstəvisi ilə bu ortaq ekvipotensial səthin kəsişməsi səkkizə bənzər səth olur və bu səth Roşun böhran səthi adlanır (şəkil 68). Bu səthlə hüdudlanan həcmə Roş boşluğu deyilir. 68-ci şəkildə m_1 və m_2 -sıx qaşa sistemin komponentlərinin kütlə mərkəzləri, C - bunların ümumi kütlə mərkəzi, L_1 -birinci Laqranj nöqtəsi, L_2, L_3, L_4, L_5 isə digər Laqranj nöqtələridir. Qəbul etmişik ki, $m_1 > m_2$ -dir. Ekvipotensial səthdə istənilən nümunə kütləsi enerji sərf etmədən sərbəst hə-

rəkət edə bildiyindən Roş səthi üzrə qazlar bir komponentin ətrafından digərinə keçə bilirlər. C ümumi kütlə mərkəzindən böyük məsafədə sistemin cazibə sahəsində hərəkət edən hissəcik çox mürəkkəb trayektoriyaya malik ola bilər. Məsələn, belə hissəcik L_2 və ya L_3 xarici Laqranj nöqtələrindən birindən keçməklə elə bir zonada ola bilər ki, orada iki kütlənin cazibə sahəsi ümumi kütlə mərkəzində yerləşən bir kütləyə ekvivalent cazibə sahəsi kimi olar. Hissəcik L_4 və ya L_5 Loqranj nöqtələrindən biri üzərinə düşərsə, o, potensial çuxurda dayanıqlı halda qalar.



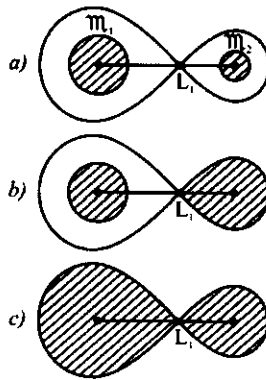
Şəkil 68. Sıx Qoşa sistemin m_1 və m_2 kütləli komponentlərinin ortaq ekvipotensial səthi və Laqranj nöqtələri (librasiya nöqtələri).

69-cu şəkildə Roş boşluğu anlayışı əsasında sıx qoşa sistemlərin üç mümkün tipi göstərilmişdir:

1) Komponentlərdən heç birinin səthi L_1 daxili Laqranj nöqtəsinə çatmır, başqa sözlə, hər iki komponent ölçücə Roş səthinin ölçüsündən kiçikdir (a); bu halda sistemi təşkil edən komponentlər ölçücə Roş boşluğunu doldurmadiğından belə sistem *ayrılmış sistem* adlanır.

2) Komponentlərdən biri özünün Roş boşluğunu doldurur (b), bu halda sistem *yarı ayrılmış sistem* adlanır (məsələn, Liranın β -sı).

3) Komponentlərin hər biri özünün Roş boşluğunu doldurur (c), bu halda sistem *kontaktda olan sistem* adlanır. Roş fəzasının dolması sistemin təkamülü ilə əlaqədardır. Hər bir komponent təkamül prosesində genişlənərək öz Roş fəzasını doldura bilər.



Şəkil 69. Sıx Qoşa sistemin növləri.

Yarı ayrılmış β Lira tipli sıx qoşanın subnəhəng komponentindən Roş səthi daxilində yerləşən komponentə maddə axır. Bu, spektral müşahidələrdə aşkar edilmişdir. Bu qaz axını spiral trayektoriya boyunca hərəkət edərək sistem ətrafında halqa əmələ gətirir və tədricən sistemi tərk edib ulduzlararası fəzaya yayılır. Bu halda böyük kütlə itkisi olur və bu itki Keplerin dəqiqləşdirilmiş üçüncü qanunu ilə qiymətləndirilir (bu qanuna görə kütlə itkisi olarsa, period böyüməlidir; (Liranın β -sı sıx qoşa sistemində period ildə 19 saniyə böyüyür). Bəzən də öz Roş fəzasını dolduran ulduzdan axan qaz seli ikinci ulduz ətrafında halqa və ya disk əmələ gətirir. Belə qaz diski böyük fırlanma sürətinə malik olur. Daxili sürtünmə nəticəsində fırlanan diskin kinetik enerjisi istiliyə çevrilir, disk qızır, onun istilik enerjisi şüalanmaya çevrilir və disk maddəsi geriye – peykə doğru axır. Bu, sıx qoşa sistemlərin komponentləri arasında maddələr mübadiləsinin bir mümkün variantıdır. Aydın ki, belə mübadilə sistemin və onun komponentlərinin təkamülündə böyük rol oynayır (bax §81).

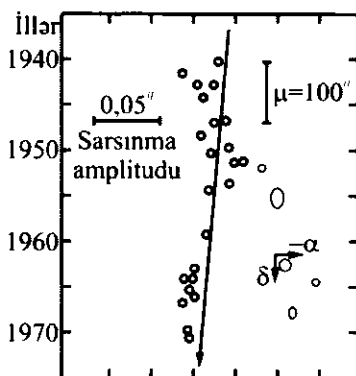
Sıx qoşa sistemlərin komponentləri çox vaxt qeyri-normal ulduzlar – yeni, yeniyəbənər, cırtan yenilər, Volf-Raye ulduzları, rentgen ulduzları, pulsarlar və s. olurlar. Bunlarla tanış olacağıq.

§55. Ulduzların görünməyən peykləri

Nisbətən Günəşə yaxın olan ulduzların göy sferasında vəziyyətlərinin müntəzəm təyinindən və spektrlərinin tədqiqindən görünür ki, onlar fəzada hərəkət edirlər. Bu ulduzların hər biri fəzada Günəşə nisbətən ulduzun fəza sürəti adlanan sürətlə hərəkət edir. Həmin fəza sürətinin baxış şüasına perpendikulyar istiqamətdə proyeksiyası ulduzun *tangensial sürəti*, baxış şüası üzrə proyeksiyası isə *şüa sürəti* adlanır. Ulduzun tangensial sürəti onun göy sferasında çox kiçik-on illər ərzində bir neçə qövs saniyəsi qədər yerdəyişməsinə gətirir. Aydın ki, bu yerdəyişmənin müəyyən qismi *pressesiya*, *nutasiya*, *aberrasiya* və *illik parallaks* hesabınadır. *Yerdəyişməyə səbəb olan bu amilləri çıxdıqdan sonra ulduzun bir ildə göy sferasında yerdəyişməsi, onun məxsusi hərəkəti adlanır*. Məxsusi hərəkət yalnız yaxın ulduzlarda qeyd olunub. Ən böyük məxsusi hərəkət Ovsunçu bürcündə Barnard tərəfindən kəşf olunan bir ulduza aiddir. Bu ulduzun məxsusi hərəkəti nisbətən çox böyük olduğundan həmin ulduz Barnardın "uçan" ulduzu adlanır. Bu ulduzun məxsusi hərəkəti 10"/il-dir, digər yaxın ulduzlarınkı isə-1"/il və onun hissələri qədərdir.

Əgər ulduzun yaxınlığında bir və ya bir neçə görünməyən peyk olarsa onda belə sistemin hər bir komponenti, o cümlədən ulduz ümumi kütlə mərkəzi ətrafında dolanmalıdır. Nəticədə ulduz özünün məxsusi hərəkət yolundan çıxaraq gah bu, gah o biri tərəfə yerini dəyişməlidir. Ulduzun məxsusi hərəkəti kiçik olduğundan, hətta Barnardın "uçan" ulduzu üçün on illərlə müddətdə məxsusi hərəkət yolu düz xətt olur. 70-ci şəkildə bu ulduzun 30 illik sarsınmayan yolu düz xətlə göstərilmişdir. Həmin şəkildə dairəciklərlə uzaq ulduzlar fonunda ulduzun real, yəni sarsınan hərəkəti təsvir olunmuşdur. Bu real hərəkət həmin ulduzun görünməyən peyklərinin təsiri ilə yaranır. İndi məlumdur ki, iki ps məsafədə olan bu ulduzun üç görünməyən peyki var. Bu peyklər mərkəzi ulduzdan müvafiq olaraq 1,8; 2,8 və 4,5 a.v. məsafədədirlər və kütlələri uyğun olaraq 1,3; 0,6 və 0,7 Yupiter kütləsinə bərabərdir. Sirius və Proisionun hər birinin

spektral-qoşa sistemlər olduğu hələ müəyyən edilənə qədər yuxarıdakı üsulla onların peyklərə malik olduğu söylənmişdir. Ross kataloquna daxil olan 614-cü ulduzun da məxsusi hərəkətindəki sarsıntıları öyrənməklə bu ulduzun görünməyən peykə malik olduğu müəyyən edilmişdir. Beş metrlik Palomar teleskopu vasitəsilə (ABŞ) tapmışlar ki, bu peyk zəif (14^m , 8 ulduz ölçülü) ulduzdur; bu zaman müəyyən edilmişdir ki, Ross 614 ulduzunun sarsınmayan vəziyyətdən maksimum kənara çıxması $0''$, 36, peykinin bu ulduz ətrafında dolanma periodu isə 16,5 ildir. İndiyədək 10 ulduzun görünməyən peykə və ya peyklərə malik olduğu qəti müəyyən edilib. Güman edilir ki, belə ulduzlar çoxdur və onların bir qismi planet sisteminə malikdir. Atmosferdən kənar astronomiya üsulları ilə İQ oblastda aparılan müşahidələr göstərir ki, cavan ulduzların dumanlıqla əhatə olunması səciyyəvi haldır. Ulduzətrafi belə dumanlıqlar planet sisteminin ilk mərhələsi ola bilər.



Şəkil 70. Barnardın "Uçan ulduzu" nun 30 illik sarsınmayan hərəkət yolu (düz xətt) və ulduzun görünməyən peyklərinin təsiri ilə onun real (sarsınan) hərəkəti (dairəciklərdən keçən mürəkkəb trayektoriya).

Fotoqrafik üsulla ulduz peyklərini müşahidə etmək hələlik mümkün deyil. Çünki ulduzun xəyalının fotoqrafik effektdən yaranan ölçüsü onun kütlə mərkəzindən kənara çıxmasından qat-qat böyükdür. Bucaq məsafəsinin ölçülməsi dəqiqləşdikcə planet sistemlərinin kəşfi imkanları reallaşmalıdır.

§56. Dəyişən ulduzlar

Elə ulduzlar vardır ki, onların parlaqlığı zamandan asılı olaraq dəyişir. Bu ulduzlara dəyişən ulduzlar deyilir. Dəyişən ulduzlar iki əsas sinifə bölünürlər. 1) *optik dəyişənlər*; 2) *fiziki dəyişənlər*. Optik dəyişənlərin parlaqlığının dəyişməsinin səbəbi tutulmalardır. Fiziki dəyişən ulduzların parlaqlıqlarının və başqa parametrlərinin dəyişməsi isə onların daxilində gedən fiziki proseslərlə əlaqədardır. Biz bundan sonrakı söhbətlərimizdə dəyişən ulduz dedikdə fiziki dəyişən ulduzları nəzərdə tutacağıq. Bu dəyişən ulduzları iki əsas qrupa bölürlər.

1) *Döyünən dəyişənlər*. Bu ulduzların parlaqlığının dəyişməsi onların radius və effektiv temperaturlarının müəyyən amplitud və periodla dəyişməsi ilə əlaqədardır.

2) *Erruptiv – partlayış xarakterli dəyişən ulduzlar*. Bu ulduzların parlaqlıqlarının dəyişməsi partlayış xarakterli enerji ayrılması ilə əlaqədardır. Fiziki dəyişən ulduzların bu iki növündən fərqli dəyişən ulduzlar da vardır. İndiyək 30000-dən çox fiziki dəyişən ulduz qeydə alınmışdır.

Hər bir ulduz bürcündə birinci 334 dəyişən ulduz latın əlifbasının bir və ya iki hərfi ilə işarə olunur və bürcün adından əvvəl yazılır. Məsələn, *UV Balina-Balina* bürcünün *UV* dəyişən ulduzu kimi oxunur. *RR Lira-Lira* bürcünün *RR* ulduzu kimi oxunur.

Dəyişən ulduzların sayı (bir bürcdə) 334-dən çox olarsa ulduz, məxsus olduğu bürcün adı və bu adın qarşısında yazılan latınca dəyişən sözünün baş hərfi olan *V* hərfi ilə işarə olunur: *V335 Qu-Qu* bürcünün 335-ci dəyişən ulduzudur.

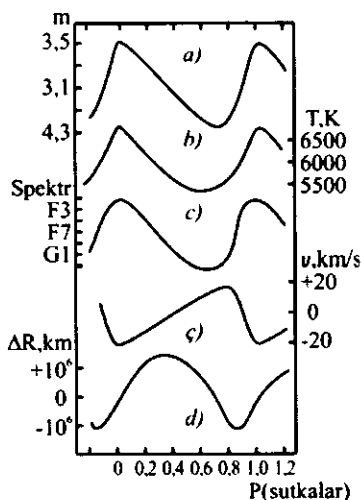
Əvvəllər yunan hərfi ilə işarə olunmuş ulduzun sonralar dəyişən olduğu aşkar edilirsə, əvvəlki işarə saxlanılır. Məsələn, Sefeyin δ ulduzunun döyünən dəyişən olduğu tapıldıqdan sonra, ulduzun əvvəlki işarəsi saxlanmaqla bu tip ulduzlara Sefeyin δ -sı tipli ulduzlar, yaxud Sefeidlər, Lira tipli dəyişənlərə Liridlər adı verilmişdir.

Bəzi dəyişənlər məxsus olduqları prototip ulduzun adı ilə adlanırlar. Məsələn, *W Qız*, *T Buğa* tipli dəyişənlər və s.

§57. Döyünən-dəyişən ulduzlar

Bu ulduzlar bir neçə tiptən ibarətdirlər: *sefeidlər*, *W Qız tipli*, *uzun periodlular*, *qeyri-sabit periodla döyünən dəyişənlər* və s.

Sefeidlər. Döyünən dəyişənlərin ən xarakterik nümayəndəsi sefeidlərdir. İlk dəfə δ Sefeid ulduzunun timsalında döyünən dəyişən ulduz kəşf olunmuşdur. Sefeidlərin ən mühüm cəhəti onların parlaqlığının dəyişməsində olduqca sabit periodun olmasıdır. 71-ci şəkildə δ Sefeid ulduzunun parlaqlığının, həmçinin effektiv temperaturunun, spektral sinifinin, şüa sürətinin və radiusunun periodun fazasından asılılıq əyriləri göstərilmişdir. Parlaqlıq əyrisindən görünür ki, parlaqlığın dəyişməsi asimmetrikdir: ulduzun parlaqlığı sürətlə artır, yəni ulduz ölçüsü sürətlə kiçilir və yavaş azalır. Parlaqlığın dəyişməsi periodu, yəni iki parlaqlıq arasındakı vaxt fasiləsi bir sutkaya bərabərdir. Bu müddətdə ulduzun parlaqlığı iki dəfə dəyişir. Ümumiyyətlə, sefeidlərin parlaqlığının dəyişməsi periodu 1 sutkadan 70 sutkaya qədər olur. Ən çox təsadüf olunan period 7 sutkadır. Parlaqlığın dəyişmə amplitudu 0^m , 1-dən 2^m ulduz ölçüsünə qədər olur. Sefeidlərin orta mütləq ulduz ölçüsü $M = M_{max} - M_{min} / 2 = 3^m$ -dir. Bu ulduzlar F-G siniflərinə məxsus nəhəng və ifrat nəhənglərdir. Onların orta sıxlığı $10^{-5} q/sm^3$ -dur.



Şəkil 71. Sefeidin δ -sı döyünən-dəyişən ulduzun parlaqlıq əyrisi (a), effektiv temperaturun dəyişməsi (b), spektral sinifinin dəyişməsi (c), şüa sürətinin dəyişməsi (ç) və radiusun dəyişməsi (d) ayriləri.

71-ci şəkildən görürük ki, δ Sefeid ulduzunun maksimum parlaqlığına (a əyrisi) maksimum effektiv temperatur uyğundur, minimum temperatur isə minimum parlaqlığı fazaca azacıq qabaqlayır (b əyrisi).

Parlaqlıq və temperaturla yanaşı ulduzun spektral sinifi də dəyişir: ən böyük temperatur və parlaqlığa ilkin sinif ($F3$), ən kiçik temperatur və parlaqlığa isə ötkün sinif ($G3$) uyğundur (c əyrisi). Udulma xətlərinin Dopler sürüşməsinə əsasən təyin olunan şüa sürəti əyrisindən (ζ əyrisi) görürük ki, bu əyri parlaqlıq əyrisinin güzgü əksidir. Bu o deməkdir ki, udulma xətlərinin yarandığı atmosfer qatları özlərinin tarazlıq vəziyyətləri ətrafında müəyyən sürətlə daxili və üst qatlara doğru yerlərini dəyişirlər. Sefeyin δ -sı üçün şüa sürəti ± 20 km/san-dir. Şüa sürətləri əyrisinə əsasən, ulduzun radiusunun dəyişməsinə izləmək mümkündür (d əyrisi). Şəkildən göründüyü kimi bu ulduzun radiusu $\pm 1,4 \cdot 10^6$ km intervalında dəyişir (ulduzun orta radiusu $R \approx 53 R_{\odot}$ olduğundan onun radiusunun dəyişməsi $\pm 0,04 \div \pm 2 R_{\odot}$ -dir).

Günəşin təmsalında bilirik ki, (bax: §22) hər bir ulduzun radiusu, onun maksimum şüalanmasına uyğun dalğada optik qalınlığın vahid olduğu fotosfer qatının ulduzun mərkəzindən olan məsafəsidir. Digər tərəfdən udulma xətləri fotosferdə deyil, atmosferdə yaranır. Beləliklə, şüa sürətləri atmosferə, radius isə fotosferə aiddir. Odur ki, ulduzun şüa sürətləri əyrisi parlaqlıq əyrisinin güzgü əksi olsa da, ulduzun maksimum parlaqlığı onun maksimum genişlənməsi ilə üst-üstə düşür. Başqa sözlə fotosferin və atmosferin genişlənməsi fazalarında sürüşmə baş verir: fotosfer ən çox sıxılıanda (maksimum parlaqlıq olanda) atmosferin yuxarı qatları daxilə doğru hərəkətdə olur. Müxtəlif sefeidlər üçün faza sürüşməsi də müxtəlif qiymətlər alır.

Hələ 1910-cu ildə amerikalı astronom Livitt tapmışdır ki, bizə ən yaxın ulduz sistemi olan Kiçik Magellan Bulundundakı (bu sistem bizim Qalaktikanın peyklərindədir) sefeidlərin parlaqlıqları ilə onların periodları arasında əlaqə vardır: *parlaqlığı böyük olan sefeidin periodu da böyük olur*. Həmin ulduz sistemindəki ulduzların bizdən eyni məsafədə olduğunu qəbul etsək,

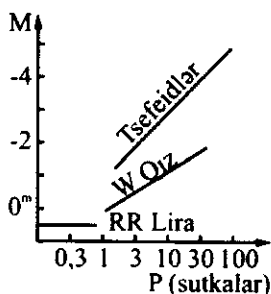
onda belə asılılıq sefeidlərin işıqlığı ilə periodları arasında olar. Həmin ulduzlar üçün vizual şualarda orta mütləq ulduz ölçüsü M ilə parlaqlığın dəyişmə periodu P arasında aşağıdakı empirik əlaqə vardır.

$$M_v = -1^m,18 - 2,90 \lg P \quad (57.1)$$

($B-V$) rəng göstəriciləri ilə sutkalarla ifadə olunan P periodu

$$B - V = 0,46 \lg P + 0,27 \quad (57.2)$$

düsturu ilə əlaqələndirilir. (57.1) düsturunda yalnız Kiçik Maqellan Buludunun sefeidləri üçün istifadə edə bilərik. Əgər bu düstur bizim Qalaktikanın sefeidləri üçün doğru olsaydı, onda sefeidlərə qədər məsafəni təyin etmək problemi həll edilmiş olardı. Çünki P -ni müşahidədən asanlıqla tapdıqdan sonra (57.1) düsturundan M tapılardı və nəhayət m , M və r arasındakı məlum (7.12) münasibətindən ulduza qədər r məsafəsi hesablanardı. (57.1) düsturu bu məqsəd üçün tam yaramasa da işıqlıqla period arasında əlaqə olduğundan sıfır-punktunu tapmaqla məsafənin təyini problemini həll etmək olar. 72-ci şəkildə sefeidlər və W Qız tipli döyünən dəyişən ulduzlar üçün mütləq ulduz ölçüsü ilə period arasındakı əlaqə təsvir olunmuşdur. Buradan görünür ki, müxtəlif tip döyünən dəyişən ulduzlar üçün sıfır-punkt və qeyd olunan asılılığın özü müxtəlifdir: eyni perioda malik olan δ Sefeid və W Qız tipli döyünənlərdən sefeidlər daha böyük 4 - 6 dəfə böyük işıqlığa malikdirlər.



Şəkil 72. Üç tip döyünən-dəyişən ulduzlar üçün "period-ışıqlıqlıq" asılılığı.

Qeyd etmək lazımdır ki, ən yaxın sefeid 250 ps məsafədə olduğundan bu ulduzlara qədər məsafəni triqonometrik paralaks üsulu ilə təyin etmək olmaz. Spektral paralaks üsulu isə burada dəqiq nəticələr vermir. Odur ki, "period-ışığı" asılılığından istifadə edərək əvvəlcə müşahidədən tapılan P perioduna əsasən M mütəlak ulduz ölçüsü təyin olunur. Sonra isə ulduzun görünən ulduz ölçüsünü müşahidədən taparaq, (7.12) düsturu ilə r məsafəsi hesablanır (bu ardıcılıqla tapılan məsafə *fotometrik məsafə* adlanır).

Liridlər. RR-Lira tipli bu döyünən dəyişənlərə əvvəllər kiçik periodlu sefeidlər deyirdilər. Bunların periodu 80 dəqiqədən 1,2 sutkayadək olur, parlaqlıqları 1^m qədər dəyişir. Liridlər A sinfinə məxsus nəhəng ulduzlardır. Orta sıxlıqları $10^{-2} q/sm^3$ -dir. Bu ulduzlar üçün "period-ışığı" asılılığı 72-ci şəkildən görüldüyü kimi çox zəifdir. İndiyədək 8000 lirid aşkar edilmişdir (Sefeidlər və W Qız tipli döyünən dəyişənlərin ümumi sayı cəmi 700-dür).

Döyünən dəyişənlərin başqa növləri. B1-B3 sinfinə məxsus 40-a qədər döyünən dəyişən ulduz baş ardıcılıqdan bir qədər üstə yerləşir. Bunlar Böyük Kəpəyin β -sı (yaxud Sefeyin β -sı) tipli döyünən dəyişənlər adlanır. Bu ulduzların periodları 3-6 saat, amplitudları 0^m , 2-dir. Onların orta sıxlığı $10^{-2} - 10^{-3} q/sm^3$ -dir, şüa sürətlərinin dəyişməsi 160 *km/san*-yə çatır. Adi sefeidlərdən fərqli olaraq belə ulduzlarda tam period dövründə şüa sürəti iki-üç dəfə sıçrayışla dəyişir. Bunu təkrarlanan qaz atılmaları ilə izah edirlər.

Döyünən dəyişənlərin bir növü də məşhur *RV Buğa tipli dəyişənlərdir*. 100-ə qədər belə döyünən dəyişən ulduz müşahidə edilmişdir. Bu ulduzların parlaqlıqlarının dəyişmə periodu 30 sutkadan 150 sutkayadək, dəyişmə amplitudu 3^m -ə qədər, orta sıxlıqları 10^{-4} -dən $10^{-6} q/sm^3$ -a qədərdir (uzun perioda malik ulduz daha kiçik orta sıxlığa malikdir). Bu ulduzların radiusu $\pm 50 \cdot 10^6$ *km* intervalında dəyişir. Sefeyin β -sı kimi bu ulduzlarda da şüa sürəti sıçrayışla dəyişir ki, bunu da qaz atılmaları ilə izah edirlər. *RV Buğa tipli döyünən dəyişən ulduzlar G-M siniflərinə məxsus ifrat nəhənglərdir.*

Ən uzun periodlu döyünən dəyişən ulduzlar **Balinanın Mirası tipli** ulduzlardır. Bunların parlaqlığı 70 sutkadan 1400 sutkayadək periodla dəyişir. Dəyişmə amplitudu böyükdür-3^m -dən 10^m-dək. Bu ulduzlar ifrat nəhəngdirlər, *M*, *C*, *S* siniflərinə aiddirlər. Əslində belə ulduzların xarakteristikalarının dəyişmə amplitudu və periodu dövrədən dövrə dəyişir. Bu ulduzların əksəriyyətinin spektrində maksimum parlaqlıqdan dərhal sonra *H*, *FeI*, *FeII* və başqa elementlərin emissiya xətləri əmələ gəlir ki, bunu da ulduzun daxili qatlarından isti qaz kütlələrinin ulduz atmosferinə atılması ilə izah etmək olar.

Yeri gəlmişkən qeyd edək ki, Balina bürcünün Mira adlanan ulduzunun radiusu interefometr vaitəsilə ölçülmüş və 400 R_{\odot} olduğu müəyyən edilmişdir. Bu ulduzun kütləsi $\sim 10 M_{\odot}$ olduğundan onun orta sıxlığı $\rho \approx 10^{-8} \text{ q/sm}^3$ -dur.

Nəhayət, elə döyünən dəyişənlər var ki, onların aydın seçilə bilən periodları yoxdur. Bu ulduzlar *M* sinfinə məxsus nəhəng və ifrat nəhənglərdir, parlaqlıqları 30-1000 sutkada 2^m-ə qədər dəyişir. Belə ulduzlara qeyri-müntəzəm periodlu döyünən dəyişənlər deyilir.

Bütün döyünən dəyişənlər üçün ən səciyyəvi cəhət orta sıxlığın kiçilməsi ilə parlaqlığın periodunun böyüməsidir.

73-cü şəkildə "spektr-ışıqlıq" diaqramında döyünən dəyişənlərin əsas tiplərinin yerləri və onların periodları göstərilmişdir. Əgər bu diaqramı Günəşətrafi normal ulduzların "spektr-ışıqlıq" diaqramı ilə (bax: şəkil 60) müqayisə etsək görürük ki, döyünən dəyişən ulduzlar stasionar ulduzlardan fərqli yerlərdədirlər, yəni bu ulduzların temperaturları, sıxlıq və radiusları normal ulduzlardan fərqlənir.

§58. Ulduzların döyünməsinin səbəbi

Ulduzların döyünməsi nəzəriyyəsi astrofizikanın olduqca mürəkkəb problemlərindəndir. Dedik ki, sefeidlər, liridlər və bir çox başqa növ döyünənlərin parlaqlığının dəyişməsi periodu çox böyük dəqiqliklə sabit qalır- döyünmə mexanizmi dəqiq işləyən saat mexanizminə bənzəyir; deməli, ritmik döyünməni

təmin edən enerji mənbəyi və mexanizmi olmalıdır. Bu mənbəyin ulduzun nüvəsində gedən istilik-nüvə reaksiyaları olması və onun axır nəticədə şüalanma enerjisi ilə bağlılığı şübhəsizdir. Ritmik döyünmənin mexanizmi isə klapan mexanizmidir. Belə ulduzlarda müəyyən tarazlıq qalınlığına, sıxlığına və temperaturuna malik elə bir qat var ki, orada He bir dəfə ionlaşıb, hidrogen və ionlaşma potensialı kiçik olan elementlər isə tam ionlaşıblar. Hesablamalardan məlumdur ki, HeII qatı ultrabənövşəyi şüalara tam qeyri-şəffafdır, HeII qatının qeyri-şəffaflıq əmsalı $\chi \sim \rho^{0.7}$ -dir. İndi fərz edək ki, HeII qatı sıxılır. Onda bu qatın qeyri-şəffaflığı böyüməli, qatda əlavə enerji toplanmalı, təzyiq böyüməlidir. Bunun nəticəsində qat genişlənməlidir. Genişlənən bu qat özünün tarazlıq sərhədini keçərək genişlənməkdə davam etməli, proses eyni zamanda şəffaflığın artması ilə müşayiət olunduğundan HeII qatının şüalanması artmalı, ən böyük genişlənmədən sonra həmin qat cazibə qüvvəsinin təsiri ilə aşağı qayıtmalı, tarazlıq səviyyəsindən keçərək sıxılmalı və proses beləcə təkrarlanmalıdır. Belə ulduzda HeII zonasının ultrabənövşəyi şüalanma ilə təmin olunması şəraiti böyükdür. Çünki bu ulduzların HeII zonasından altıda HeIII zonası yerləşir. Bu zona üçün isə $\chi \sim \rho^{-1}$ -dir, yəni qat sıxılanda o, ultrabənövşəyi şüalara tam şəffaf olur, başqa sözlə bu şüalar həmin qatdan sərbəst keçərək HeII zonasını ultrabənövşəyi şüalarla kifayət qədər təmin edir. Beləliklə, bu ulduzlarda HeII qatı klapan rolunu oynayır (məlumdur ki, yanacağın yanması hesabına sistem (mühərrik) enerji alır, bu enerji isə o vaxt ayrılır ki, qaz maksimum sıxılır).

Yuxarıda şərh olunan proses yalnız o ulduzlarda baş verir ki, müəyyən sıxlıq və temperatura malik, nisbətən kiçik ulduz ölçülü HeII zonası müəyyən dərinlikdə yerləşsin. Hesablamalar göstərir ki, parlaqlığın dəyişmə amplitudu HeII zonasının qalınlıq və kütləsindən asılıdır. Bu şərait olduqda HeII zonası bütün ulduzla rezonansda "köklənir". Belə şərait isə Hersşprung-Ressel diaqramında normal ulduzlardan fərqli yerlərdə toplaşan nəhəng və ifrat nəhənglərdə mümkündür. Maraqlıdır ki, bu diaqramın sağ tərəfinə doğru döyünən ulduzların parlaqlığının dövrülüyü pisləşir.

Döyünmənin mexanizmi Yerın cazibə sahəsində riyazi

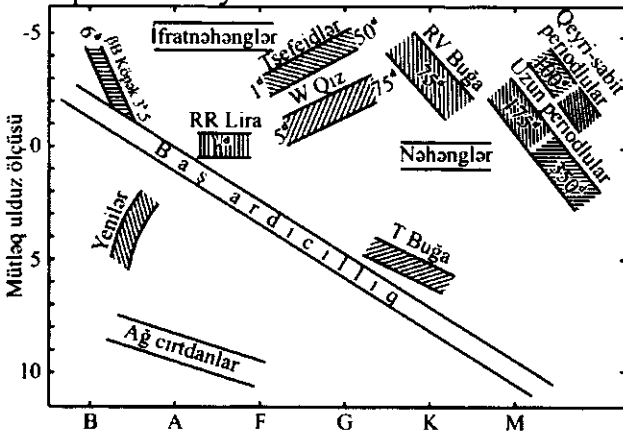
rəqqasın rəqs mexanizminə bənzəyir. Yəni döyünmənin P periodu, ulduzun R radiusu və g ağırlıq qüvvəsi təcili arasında

$$P = 2\pi\sqrt{R/g} \quad (58.1)$$

əlaqəsi vardır. $g = G\frac{m}{R^2}$, $m = \frac{4\pi}{3}R^3\bar{\rho}$ olduğundan döyünmə periodu ilə ulduzun orta sıxlığı $\bar{\rho}$ arasında

$$P \approx 0,14/\sqrt{\bar{\rho}} \text{ sutka} \quad (58.2)$$

əlaqəsi alınır. Məsələn, Günəş üçün $\rho = 1,3 \text{ q/sm}^3$ olduğundan $P \approx 3^h$ -dir. Günəşdə doğrudan da belə periodla döyünmə, Kırım Astrofizika Rəsədxanasında akademik A.B.Severinin rəhbərliyi ilə aparılan mürəkkəb müşahidə texnikasının vasitəsilə 1976-cı ildə aşkar edilmişdir. Sefeidlər üçün $\rho \approx 10^{-5}$ qəbul etsək, (58.2)-dən $P \approx 50$ sutka alarıq; Liridlər üçün $\bar{\rho} \approx 0,01 \text{ q/sm}^3$ olduğundan $P \approx 1,4$ sutka olur; Balinanın Mira ulduzu üçün $\rho \approx 10^{-8} \text{ q/sm}^3$ -dir, odur ki, $P \approx 1400$ sutkadır. Müxtəlif tip döyünən ulduzların döyünmə periodlarının qiymətləri ilə 73-cü şəkildə "spektr-işıqlıq" diaqramındakıların müqayisəsindən görürük ki, döyünmə mexanizmi doğrudan da rəqqasın cazibə sahəsində rəqsinə bənzəyir.



Şəkil 73. Müxtəlif tip döyünən-dəyişən ulduzların "spektr-işıqlıq" diaqramında yerləri. Diaqramda ulduz tiplərinin adları və onların döyünmə periodları verilmişdir (h – saat, d – sutkadır).

Döyünmə periodu P ilə orta sıxlıq $\bar{\rho}$ arasında (58.2) əlaqəsi və ulduzun işıqlığı ilə kütləsi arasındakı $L \sim m^{3,9}$ asılılığına əsasən deyə bilərik ki, doğrudan da döyünmə periodu ilə işıqlıq arasında əvvəlki paraqraftan bildiyimiz əlaqə olmalıdır.

§59. Eruptiv dəyişən ulduzlar

Bu ulduzların parlaqlıqları və digər xarakteristikaları daha böyük amplitud ilə və vaxtca qeyri-müntəzəm olaraq dəyişir. Belə dəyişmə qəfil olduğundan proses partlayış xarakterli olmalıdır. Eruptiv ulduzların bir qisminə parlaqlığın və başqa xarakteristikalarının dəyişməsi ulduzun daxilindən qaz kütlələrinin püskürülməsi ilə, yəni erupsiya ilə əlaqədardır. *T* Buğa, *UV* Balina tipli ulduzlar belələrindəndir. Yeni, İfrat Yeni ulduzlarda partlayış prosesləri, xüsusilə qabarıqdır.

***T* Buğa tipli ulduzlar.** Bunlar *F-G* siniflərinə məxsus olan, baş ardıcılıqdan 1^m - 2^m ulduz ölçüsü qədər yuxarıda yerləşən cırtan ulduzlardır. Alışma zamanı ulduzun parlaqlığı $\sim 3^m$ qədər arta bilər. Bu zaman Günəş xromosferində olduğu kimi ulduzun spektrində emissiya xətləri müşahidə olunur. Ultrabənövşəyi oblastda isə kəsilməz qeyri-istilik xarakterli şüalanma yaranır. Alışma zamanı ulduzun spektrində udulma xətləri qırmızı, emissiya xətləri isə bənövşəyi uca tərəf sürüşürlər. Bu göstərir ki, alışma dövründə ulduzun atmosferində çox mürəkkəb dinamik proseslər gedir: isti qaz kütlələri yuxarıya atılır, nisbətən soyuq qaz kütlələri isə ulduzun səthinə enirlər. Bu ulduzlarda parlaqlığın 1^m qədər dəyişməsi təqribən 1 saatlıq vaxt intervalında baş verir. Yəni belə ulduzlarda dinamik proseslər çox sürətlidir.

***UV* Balina tipli ulduzlar.** Bu ulduzlar *K* və *M* sinfinə məxsus cırtan ulduzlardır. Onların parlaqlığının dəyişməsi daha böyük amplituda və kiçik perioda malikdir. Belə ki, ulduzun parlaqlığı bir neçə on saniyədə 6^m qədər arta bilər; bir neçə on dəqiqə və ya saatdan sonra ulduz öz əvvəlki stasionar halına qaydır. Çox cəhətdən *UV* Balinanın alışması Günəş alışmaları-

na bənzəyir. Əlbəttə, burada miqyasca ciddi fərq vardır: Günəş alışımları onun səthinin (0,1-0,2)%-ni tutduğundan alışmanın şüalanması Günəş işıqlığının ən çoxu 1,1 %-ni təşkil edir; lakin *UV* Balina tipli ulduzlarda alışma bütün ulduzu əhatə edir ki, bu da ulduzun parlaqlığının 100 dəfələrlə artmasına səbəb olur. Bu ulduzlar adətən qruplarla (əsasən *T*- assosiasiyalarda) böyük qaz-toz dumanlıqları olan oblastlarda müşahidə olunurlar. *T* Buğa və xüsusilə *UV* Balina çox cavan ulduzlar qrupuna daxildir. *UV* Balina tipli ulduzlar yenicə formalaşmış ən cavan ulduzlar hesab olunurlar.

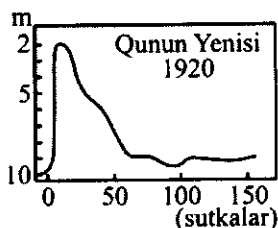
Be tipli ulduzlar. Bu ulduzlar böyük kütləli ulduzlardır, sürətlə fırlanırlar, təkamülləri sürətlidir. Hidrogen və bəzən də heliuma məxsus emissiya xətləri bu ulduzların spektri üçün səciyyəvidir. Be tipli ulduzların spektri dəyişkəndir və bu dəyişmə 0^m , $1 - 0^m$, 2 ulduz ölçüsünə ekvivalentdir. Be tipli ulduzlar cavan ulduzlardır.

Volf-Raye (*WR*) tipli ulduzlar. Bizim Qalaktikanın xeyli parlaq obyektlərindən olan azsaylı (cəmi 200-ə qədər) ulduzlardır. Spektrləri parlaq kəsilməz spektr fonunda parlaqlıqlarına görə kəsilməz spektrləri ilə müqayisə olunan atom və ionlara məxsus enli xətlərdir. Bu xətlər *H*, *HeI*, *HeII*, *CIII*, *NIII*, *OIII* və s. atom və ionlara məxsusdur. Effektiv temperaturları 10^5 K olduğundan işıq təzyiqi də güclüdür və bu təzyiq onların atmosferində atomların sürətlənən hərəkətinə səbəb olur. Bu ulduzlar cavandır və güman ki, əksəriyyəti qoşadır.

Yeni ulduzlar. Bu ulduzlar heç də yeni əmələ gəlmiş ulduzlar deyil. Kifayət qədər yaşa malik olan bu ulduzların parlaqlığı qəflətən artır və onlar alışan yeni ulduz kimi görünürlər. Yeni ulduz alışanda onun görünən ulduz ölçüsü $10^m - 13^m$ qədər kiçilir, yəni işıqlığı on min-yüz min dəfələrlə böyüyür. Maksimum parlaqlıqda yeni ulduzların mütləq ulduz ölçülərinin orta qiyməti -8^m , 5 -ə çatır. Alışmanın maksimumunda *A-F* siniflərinə oxşar ifrat nəhəngə bənzəyən yeni ulduzlar alışmadan sonra çox isti cırıdana çevrilirlər və adətən zəif dəyişən ulduz olurlar. Əgər eyni yeni ulduz iki dəfə alışmışsa, o, *təkrar yeni ulduz* adlanır. İndiyədək 20 təkrar yeni ulduz müşahidə olunmuşdur,

ümumiyyətlə isə cəmi 300-ə qədər yeni ulduz qeydə alınmışdır. Bunlardan təqribən 150-si bizim Qalaktikada, 100-ə qədəri Andromeda dumanlığında, qalanları isə digər nisbətən yaxın qalaktikalarda müşahidə olunmuşdur. *Yeni və təkrar yeni ulduzların çoxu (bəlkə də hamısı) sıx qoşa sistemlərdir.*

Yeni ulduzların parlaqlıq əyriləri məxsusi xüsusiyyətlərə malikdir. 74-cü şəkildə yeni ulduzun parlaqlıq əyrisi verilmişdir. Ümumiyyətlə, yeni ulduzların parlaqlıq əyrilərindən görünür ki, bu ulduzlarda baş verən hadisələr bir neçə mərhələyə malikdir. Belə ki, əvvəlcə çox qısa müddətdə (2-3 sutka ərzində) ulduzun parlaqlığı çox böyük sürətlə artır, arada qısa sakitlik olur, sonra sanki yenidən "start" götürərək parlaqlıq maksimumuna çatır. Bütün bu hadisələr partlayış xarakterli olur. Bundan sonra ulduzun parlaqlığı il və ya illər ərzində aşağı düşür və o, alışmadan əvvəlki parlaqlığına qaydır.



Şəkil 74. Yeni Qu 1920-ci il yeni ulduzunun parlaqlıq əyrisi.

Alışmanın maksimumdan sonra parlaqlığının 3^m ulduz ölçüsü qədər azalması nisbətən birbaşa olur, bəzən isə ikinci kiçik maksimum qeydə alınır, parlaqlığın sonrakı azalması müxtəlif fluktasiyalarla davam edir, sonra parlaqlığın azalması monoton olur və qeyd etdiyimiz kimi ulduz alışmaya qədərki parlaqlığına qaydır. Yeni ulduzun alışması zamanı 10^{38} - 10^{39} C enerji ayrılır ki, bu da Günəşin on min illər ərzində şüalandırdığı enerjiyə bərabərdir.

Müasir fikirlərə görə yeni ulduzun alışması sıx qoşa sistemdə komponentlər arasında maddə mübadiləsi ilə əlaqələndirilir. Belə ki, yeni ulduz kimi hadisəyə səbəb olan sıx qoşa sistemin baş ulduzunun hidrogenlə zəngin örtüyündən qazlar çox

isti cırdan komponentə axdıqda bu komponentin səth qatlarında istilik dayanıqsızlığı halı törənir və ulduzun səth qatlarında temperatur milyon dərəcələrlə artır. Nəticədə istilik-nüvə reaksiyası güclənir, ayrılan bu böyük enerjinin təzahürü yeni ulduzun alışması olur. Əsasən hidrogendən ibarət olan qazın baş ulduzun ancaq örtüyündən ayrılaraq digər komponentə – çox isti cırdanın səthinə tökülməsi nəticəsində sıx qoşa sistemin komponentlərinin daxili enerji ehtiyatı saxlanır, sistemin ümumi quruluşunda ciddi dəyişiklik baş vermir. Odur ki, yeni ulduzun təkrar alışması üçün kifayət qədər enerji ehtiyatı qalır. Partlayış nəticəsində çox qızan qaz örtüyü ulduzdan atılır və kütləcə (10^{-5} - 10^{-4}) m_{\odot} olan bu örtük sıx qoşa sistemin ətrafında 1500-2000 *km/san* sürətlənən dumanlıq yaradır.

Alışmanın ilk dövrlərində ulduzun fotosferi genişlənir, radiusu böyüyür, ancaq effektiv temperaturu dəyişmir. Deməli, ulduzun işıqlığı ancaq radiusun böyüməsi hesabına böyüyür. Örtük genişləndiyindən onun sıxlığı azalır və maksimum parlaqlıqda bu örtük ulduzun kəsilməz şüalanması üçün tam şəffaf olur; ulduz bütün xüsusiyyətlərinə görə *B* sinfinə bənzəyir. Bundan sonra ulduzun parlaqlığı kəskin azalır, çünki geniş örtük artıq ulduzun atmosferi rolunu oynamır. Bu mərhələdən etibarən örtük adi qaz dumanlığını xatırladır. Onun spektrində çox zəif kəsilməz fonda geniş emissiya xətləri müşahidə olunur. Bu xətlər hidrogenə, heliuma, ionlaşmış metallara aid olur. Bu xətlərdə şüalanma, mərkəzi isti ulduzun çox güclü uzaq ultrabənövşəyi şüalanmasının təsiri ilə seyrək qaz örtüyündə atomların ionlaşması, sonra da rekombinasiyası və sərbəst elektronların zərbələri ilə həyəcanlaşan ionların hesabına ola bilər. Alışma zamanı atılan qaz kütləsindən yaranan dumanlıq mərkəzi ulduzdan uzaqlaşır, ulduzlararası fəzaya "süzülür" və hadisə yerində əvvəlki isti ulduz (və onunla sıx qoşa sistem təşkil edən soyuq komponent) qalır.

Yeni ulduzların alışması tez-tez müşahidə olunan hadisədir. Hesablanmışdır ki, ildə Bizim Qalaktikada 200-ə qədər yeni ulduz alışır, bunlardan yalnız yaxın məsafədə olan ikisini, üçünü müşahidə etmək olur, qalan yenilər çox uzaqda olduğun-

dan görünmür.

İfrat yeni ulduzlar. Bu ulduzların alışması zamanı maksimum mərhələdə onların mütləq ulduz ölçüsü -19^m , hətta -21^m olur. Beləliklə, bu dövrdə ifrat yeninin işıqlığı Günəşinkindən $2,512^{5+20}=10^{10}$ dəfə böyük olur. Başqa sözlə, bir ulduz sisteminə ifrat yeni alışsarsa, onun işıqlığı aid olduğu ulduz sisteminin işıqlığı tərtibdə olur. İfrat yeni alışanda $10^{42}-10^{44}$ C enerji ayrılır, bu enerji yeni ulduz alışanda ayrılan enerjiden 10000-100000 dəfələrlə böyükdür. Başqa qalaktikalarda 60-a qədər ifrat yeni fotoqrafik müşahidə olunmuşdur. Bizim Qalaktikada ən maraqlı ifrat yeni 1054-cü ildə Buğa bürcündə alışmışdır. Çin və Yapon astronomlarının müşahidə etdikləri bu ulduz, hətta gündüzlər görünmüşdür. İndi bu ifrat yeninin yerində məşhur *Yengəcəbən-zər dumanlıq* vardır (şəkil 75). Bu dumanlıq bir sıra xüsusiyyətlərə malikdir:

1) dumanlığın görünən oblastda şüalanmasının 80%-i onun kəsilməz spektrinə düşür;

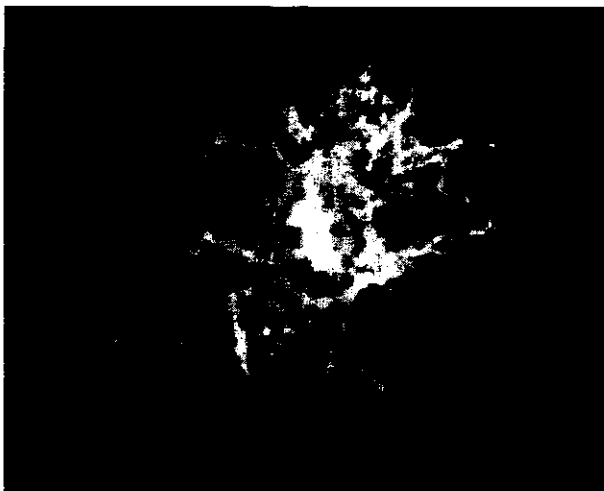
2) ağ işıqda dumanlıq amorf şəkillidir;

3) dumanlıqlar üçün adi olan emissiya xətlərində (hidrogen, bir çox metal xətlərində) dumanlıq amorf şəkildə deyil, ayrı-ayrı liflərdən ibarət görünür;

4) dumanlığın şüalanması polyarizə olunub (bəzi yerlərində 100%);

5) dumanlıq Bizim Qalaktikanın ən güclü radioşüalanma mənbəyidir. 1967-ci ildən sonra tapıldı ki, bu dumanlığın mərkəzində pulsar var və bu pulsar bir ulduzla üst-üstə düşür (növbəti paragrafa bax).

İndiyədək Bizim Qalaktikada əsasən radioastronomik üsulla 90-a qədər ifrat yeni ulduzun qalığı tapılmışdır. Bunların əksəriyyəti rentgen oblastda da güclü şüalanmaya malikdir. Yengəcəbən-zər dumanlıqdan başqa iki digər ifrat yeni qalığında da pulsar tapılmışdır.



Şəkil 75. Yengəcəbənzər dumanlığın H_{α} xəttində monoxromatik xəyali.

İfrat yeniləri parlaqlıq əyrilərinə görə iki tipə ayrılırlar. *I tip ifrat yenilərin* (bunları *SNI* ilə işarə edirlər) alışıması zamanı maksimum parlaqlıq bir həftəyə yaxın davam edir. Sonra 25 gün ərzində sutkada $0^m,1$ sürətlə parlaqlıq azalır, bundan sonra isə parlaqlığın düşməsi ləng gedir. Parlaqlığın maksimumundan 70 gün sonra parlaqlığın zəifləməsi sürəti sabit qalır və sutkada $0^m,014$ təşkil edir və nəhayət, ifrat yeni görünməz olur. Ulduzun işıqlığının iki dəfə azalması 55 sutkada baş verir. *SNI*-lərin spektrlərində çox geniş udulma xətləri müşahidə olunur. Bu xətlərin tədqiqi göstərir ki, alışıma zamanı ulduzdan $0,3 m_{\odot}$ kütləyə malik örtük atılır və bu örtük $10^4-2 \cdot 10^4$ km/san sürətlə ulduzlararası fəzaya genişlənir. Maksimum parlaqlıqdan sonra işıqlığın 55 sutkada iki dəfə zəifləməsini partlayış zamanı yaranan ${}^7\text{Be}$, ${}^{56}\text{Co}$, ${}^{254}\text{Cf}$ və başqa izotopların radiaktiv parçalanması ilə izah etmək olar (bu izotopların parçalanma yarımperiodları 50 günə yaxındır).

II tip ifrat yenilər (SNI) maksimum parlaqlıqda 20 günə qədər qalırlar (*SNI*-lərdən ~ 3 dəfə çox müddət). Bundan sonra parlaqlıq bir neçə gündə bir neçə ulduz ölçüsü qədər azalır, sonra isə parlaqlıq on günlərlə çox ləng azalır, daha sonra isə

azalma kəskin düşür. Maksimum parlaqlıqdan sonra spektrdə parlaq və enli hidrogen xətləri görünür. Bu, örtüyün 5000-10000 *km/san* sürətlə genişləndiyini göstərir. Ulduzlararası mühitə atılan kütlə $(1-10)m_{\odot}$ olur. *SNII* kütləcə *SNI*-dən tərtibcə böyükdür.

§60. Pulsarlar

1967-ci ilin avqustunda İngiltərənin Kembriç universitetində saniyənin mində birləri qədər davam edən radio siqnailləri ayırmaq qabiliyyəti olan radioteleskopla müşahidələr aparılırdı. Məşhur radioastronom Hyuişin rəhbərliyi ilə aparılan bu müşahidələrin birində hər bir impulsu $0^s,3$ davam edən və $1^s,33730110168$ dövrlə təkrarlanan siqnal qəbul olundu. Məlum oldu ki, bu dövr yarım ildə 10^{-8} s dəqiqliklə sabit qalır; impulsun qiyməti azalıb-çoxalır, bəzən küy fonunda yox olur və yenidən yaranır; belə olduqda da iki impuls arasındakı vaxt şkalası intervalında böyük dəqiqliklə tam dövrlər yerləşir. Bu obyektə *pulsar* adı verildi (ingiliscə impuls deməkdir). O vaxtdan indiyə qədər keçən müddətdə 400-dən çox pulsar qeydə alınmışdır. Kataloqlarda pulsar adətən dörd rəqəmli ədədlə işarə olunur. Bunlardan birinci ikisi pulsarın düz doğuşunun saatlarla, qalan ikisi isə bu koordinatın dəqiqələrlə qiymətidir. Bu ədədin qabağında iki latın hərfi yazılır; bunlardan birincisi pulsarın kəşf olunduğu yeri, ikincisi obyektin pulsar olduğunu göstərir. Məsələn, CP 1919 o deməkdir ki, pulsar Kembriçdə kəşf olunub, düz doğuşu $19^h 19^m$ -dir. Moskva yaxınlığındakı Puşşinodakı radioastronomiya bazasında kəşf olunan pulsarlar PP ilə, ABŞ-da Qrin Benk Milli radioastronomiya rəsədxanasında kəşf olunan pulsarlar NP kimi və s. işarə olunur. Son vaxtlar pulsarları vahid bir işarə ilə göstərirlər: *PSR* ulduzabənzər (*S*) radioşüalanma (*R*) mənbəyi olan pulsar (*P*) deməkdir, ədədlər isə düz doğuş və meyli göstərir: $\alpha = 19^h 19^m$, $\delta = +21^\circ$.

Pulsarların periodları $0^s, 033-4^s$, 8 intervalındadır. Əksəriyyətinin dövrü $0^s, 75$ -dir. Ən kiçik ($0^s, 033$) dövrə malik olan pulsar Yengəcəbənzər dumanlığın mərkəzindədir (*NP 0531*).

Pulsarlarda hər bir impulsun davametmə müddəti dövrün $\frac{1}{100}$

indən $\frac{1}{10}$ -inə qədərdir.

Müşahidələrdən tapılıb ki, pulsarların periodu zaman keçdikcə az da olsa böyüyür. Məsələn, NP0531 pulsarlarının periodu hər 200 ildə iki dəfə böyüyür. Buradan belə çıxır ki, dövrü kiçik olan pulsar təkamülünün ilk mərhələsini keçirir; dövrləri $0^s, 5-2^s$ arasında olan pulsarların yaşı $10^6-3 \cdot 10^7$ ildir.

Pulsara qədər məsafə aşağıdakı mülahizələrdən tapılır. Pulsarın radioimpulsu müəyyən elektron konsentrasiyasına malik olan ulduzlararası mühitdən keçərək müşahidəçiyə çatır. Belə mühitdə radiodalğaların yayılma sürəti, yəni qrup sürəti $v_{qr} < c$ olmalıdır:

$$v_{qr} = c \sqrt{1 - \omega_e^2 / \omega^2} .$$

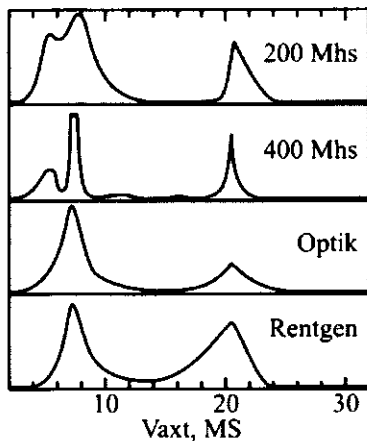
Burada $\omega = 2\pi\nu$ müşahidə olunan dairəvi tezlik, ω_e - lenqmyur tezliyidir ($\omega_e = \sqrt{4\pi m_e e^2 / m_e}$). Beləliklə, tezliyi böyük olan siqnal, tezliyi kiçik olandan müşahidəçiyə Δt qədər tez çatır. Bu vaxt fasiləsi, tezliklər fərqi $\Delta\nu$, elektron konsentrasiyası n_e , tezlik ν , pulsara qədər r məsafəsi ilə

$$\Delta t = 1,76 \cdot 10^3 n_e r \frac{\Delta\nu}{\nu^3} c$$

şəklində əlaqədərdir. Müşahidədən $\nu, n_e, \Delta\nu$ və Δt -i bilməklə həmin düstur vasitəsilə pulsara qədər r məsafəsi tapılır (ulduzlararası mühitdə sərbəst elektronların orta konsentrasiyası $n_e = 3 \cdot 10^{-2} \text{ sm}^{-3}$ -dir). Bu qayda ilə tapılan məsafələrdən məlum olmuşdur ki, pulsarlar bizdən 100-2500 işıq ili məsafədədirlər. Deməli, müşahidə olunan pulsarlar bizim Qalaktikanın obyekt-ləridir.

NP0531 pulsarı çox maraqlıdır. Yengəcəbənzer dumanlı-ğın mərkəzindəki bu pulsar həmin dumanlığın mərkəzində yerləşən ulduzla üst-üstə düşür. Xüsusi müşahidələrdən məlum olmuşdur ki, bu ulduzun parlaqlığı pulsarın impulsları arasında

16^m, 5 ulduz ölçüsünə malikdir; radiodiapazonda pulsarın impulsu zamanı isə ulduzun parlaqlığı 10 dəfə artır, yaxud ulduz ölçüsü 13^m, 9 olur. Beləliklə, bu pulsar həm də optik oblastda eyni dövrlə impulslara malikdir. Sonralar məlum oldu ki, həmin pulsar optik oblastdakından 200 dəfə güclü rentgen şüalanma mənbəyidir. Bütün şüalanma diapazonlarında bu pulsarın impulsları sinxronudur. 76-cı şəkildə NP 0531 pulsarının spektrin müxtəlif diapazonlarında impulsları göstərilmişdir. Pulsarların hamısı güman ki, ifrat yeni ulduzların qalığıdır. Lakin hələlik yalnız bir neçə (üç) pulsar dumanlıqda (ifrat yeni ulduzların qalığı ilə) əlaqələndirilir. Bunu onunla izah edirlər ki, ifrat yeni ulduzlar partlayanda örtük $v \geq 100 \text{ km/san}$ sürətlə genişləndiyindən 10⁶ ildə bu örtük ifrat yenidən 100-1000 işıq ili məsafədə olur. Belə dumanlığı isə bilavasitə ifrat yeninin qalığı hesab etmək və həmçinin ifrat yeninin yerində müşahidə olunan pulsarı bu dumanlıqla əlaqələndirmək çətinləşir.



Şəkil 76. Spektrin müxtəlif oblastında NP0531 pulsarının impulsları.

Hesab edirlər ki, *pulsarlar sürətlə fırlanan neytron ulduzlardır*. Neytron ulduzunun səthindəki güclü elektromaqnit şüalanması mənbəyi hesab edilən ləkə sürətlə fırlanan neytron ulduzun fırlanması dövründə müşahidəçiyə nəzərən münasib və-

ziyyətdə olanda impuls müşahidə olunur. Beləliklə, pulsarın impulslarının təkrarlanma periodu neytron ulduzunun fırlanma perioduna bərabər olmalıdır; impulsun müddəti isə ləkədən çıxan elektromaqnit dalğaları dəstəsinin eni ilə təyin olunmalıdır. Şklovski Yengəcəbənzər dumanlığın müxtəlif diapazonlarda şüalanmasını tədqiq etməklə belə bir nəticəyə gəlmişdir ki, bu şüalanmanın mexanizmi sinxrotron şüalanmadır. Bəs onda 900 ildən artıq bir dövrü əhatə edən mənbə nədir? Pulsarların kəşfindən sonra bu suala cavab tapıldı. Məlum oldu ki, hər bir pulsar relyativist elektronlar mənbəyidir və bunlardan biri də Yengəcəbənzər dumanlığın mərkəzində yerləşir.

§61. Rentgen ulduzları

İlk dəfə Günəşin timsalında ulduzların rentgen şüalanması mənbəyi ola bilməsi fikri yaranmışdır. Əlbəttə, ən yaxın ulduz belə Günəşinki qədər rentgen obastda şüalandırsa onu müşahidə etmək olmaz. Başqa sözlə ulduzun rentgen şüalandırmasını müşahidə etmək üçün o, güclü rentgen şüalanma mənbəyinə malik olmalıdır. İlk belə mənbə 1962-ci ildə Əqrəb bürcündə tapıldı. Bundan sonra çoxlu yeni rentgen şüalanma mənbələri aşkar edilmişdir. Rentgen mənbə, mənsub olduğu bürcün adı ilə, bu addan sonra yazılmaqla rentgen şüalanması simvolu olan X hərfi ilə (X -Raxs-naməlum şüalanma sözündəndir) və nəhayət, mənbəyin həmin bürcdə tapılma ardıcılığına uyğun rəqəmlə işarə olunur. Beləliklə, ilk rentgen-şüalanma mənbəyi "Əqrəb $X-1$ " oldu. 1962-ci ildən xüsusi süni peyklər vasitəsilə bizim Qalaktikada 100-dən artıq rentgen şüalanma mənbəyi –rentgen ulduzu tapılmışdır.

Aşkar edilmiş rentgen şüalanma mənbələrindən 10-u qoşa ulduzlardır, bəzisi isə rentgen şüalanma diapazonunda tutulandəyişən ulduzlardır. Bu qoşa sistemlər sıxdırlar, komponentlərdən biri "normal" ulduz, digəri rentgen ulduzu, yaxud pulsardır. Rentgen ulduzun bu oblastda işıqlığı $L \approx 10^{29} - 10^{32} \text{ Vt}$ -dir. Bütün bu obyektlərin spektrində enerji paylanması eynidir, 0,1 sənədən kiçik müddətdə şüalanmaları dəyişəndir. Dəyişmənin belə

qısa müddətdə olması bu qoşa sistemlərin sıx qoşa olması ilə əlaqədardır (çünki işığın 0^s , 1-dən qısa müddətdə getdiyi yol 30000 km-dən kiçikdir). Bu qoşalarda ümumi kütlə mərkəzi ətrafında komponentlərin dolanma müddəti çox qısa, hətta saatlardır. Hesab etmək olar ki, belə sıx qoşa sistemlərdə "normal" ulduz özünün Roş fəzasını doldurur və digər komponentə bu ulduzdan maddə axır. Əgər komponent neytron ulduzdursa, onda onun ~ 100 km/san sürətlə fırlanması və çox böyük cazibə sahəsinə malik olması nəticəsində neytron ulduzunun səthi yaxınlığında ona doğru axan qaz selində olan zərrəciklərin sürəti 10^5 km/san-yə çata bilər. Burada nəzərə alırıq ki, neytron ulduzun radiusu 10 km, kütləsi isə Günəşinki tərtibindədir. Neytron ulduzun səthinə doğru axan qaz selində bir qram maddənin bu sürətlə ulduzun səthinə düşməsi nəticəsində məhz rentgen oblastda $\sim 10^{13}$ C enerji ayrılır. Beləliklə, $L=10^{30}$ W işıqlığı təmin etmək üçün neytron ulduzunun səthinə saniyədə cəmi 10^{14} kq qaz kütləsi tökülməsi kifayətdir.

Əgər neytron ulduzu güclü maqnit sahəsinə malikdirsə, onda bu ulduza doğru axan qaz seli onun maqnit qütblərinə toplaşaraq orada isti ləkələrə çevrilir və rentgen şüalanması mənbəyi, yəni rentgen pulsarlar olurlar. Hazırda iki belə pulsar ətrafı öyrənilmişdir. Bunlardan biri Herkules X-1, digəri Sentavr X-3-dür. Birinci pulsarın periodu 1^s , 2378-dir, HZ Herkules dəyişən ulduzu ilə qoşa sistem təşkil edir. Dolanma periodu 1,7 sutkadır. Bu müddətdə ulduzun parlaqlığı 13^m -dən 15^m -ə qədər dəyişir. Hər 36 sutkadan on ikisində pulsar müşahidə olunur, qalan 24 sutka ərzində pulsar "görünmür". Bunu onunla izah etmək olar ki, presessiya nəticəsində pulsarın fırlanma oxu Yerə nisbətən elə dönür ki, onun maqnit qütblərində yaranan parlaq isti ləkə "görünmür" olur. HZ Herkulesin kütləsi Günəşinkindən bir qədər böyük, radiusu $2R_{\odot}$ -dir, pulsarın kütləsi isə $\sim m_{\odot}$ -dir.

Sentavr X-3 rentgen pulsarının periodu $P=4,84$ san, sıx qoşa sistemdə komponentlərin dolanma periodu 2,087 sutkadır. Spektral qoşa sistem olan bu obyektin görünən ulduz ölçüsü 13^m -dür.

Sistemin optik ulduz komponentinin kütləsi $15 m_{\odot}$, radiusu $7,2 R_{\odot}$ -dir. Sistemin rentgen komponenti, kütləsi $\sim m_{\odot}$ olan neytron ulduzdur.

Gözləmək olar ki, rentgen mənbəyi olan sıx qoşa sistemin komponentlərindən biri, hətta qara çuxurdur.

Qu X -İ rentgen mənbəyinin görünməyən peykinin də qara çuxur olduğu güman edilir.

Ola bilsin ki, X Persey, üç ulduzdan ibarət sistemdir; bunların biri B sinfinə məxsus "adi" ulduz, biri neytron ulduzu (rentgen pulsar), biri isə qara çuxurdur. ϵ Arabaçı tutulan – dəyişən ulduzunun görünməyən komponentinin də qara çuxur olduğu güman edilir.

VI FƏSİL. BİZİM QALAKTİKA

§62. Ağ yol. Qalaktik koordinatlar

Aysız açıq gecə səmasında şimaldan cənuba doğru uzanan parlaq süd kimi ağımtıl işıqlı zolaq diqqəti cəlb edir. Qədim yunanlar buna Qalaktika adı vermişlər (yunanca “qala, süd deməkdir). Azərbaycanda bu mənzərəyə Ağ Yol, Kəhkəşan deyilir. Hələ Qaliley 1609-cu ildə kəşf etdiyi ilk teleskopda Ağ Yolda çox sayda zəif ulduzlar görmüşdü. İndi məlumdur ki, burada 200 milyarda qədər ulduz vardır. Adı gözlə gecə göyündə görünən ulduzlar sadəcə olaraq bizə yaxın ulduzlardır. Beləliklə, Ağ yol və ulduz göyündə adı gözlə müşahidə olunan ulduzlar çoxluğu Bizim Qalaktikanın obyektleridir. “Bizim sözü onunla əlaqədardır ki, Günəş və Günəş sistemi, o cümlədən Günəş sisteminin bir üzvü olan Yer bu ulduz sisteminə daxildir. Ağ Yol göyün şimal yarısında Arabacı, Kassiopeya, Sefey və Qu bürcələrindən və iki zodiak bürcündən - Əkizlər və Buğa bürcələrindən keçir, Qu bürcündə haçaladır və Qartal bürcündən göyün cənub yarımkürəsinə keçir. Burada o, Qalxan, Oxatan, Ovsunçu, Əqrəb, Qurbangah və Günyə bürcələrindən keçir, yenidən təkləşir. Sentavr, Cənub Xaçı, Kil, Yelkən, Böyük Köpək, Təklunuz bürcələrindən yenidən Orion və Əkizlər bürcündə göyün şimal yarımkürəsinə keçir.

Əksəriyyəti Ağ Yolda yerləşən və tam göy sferasını əhatə edən ulduzların Bizim Qalaktika adı ilə vahid sistem təşkil etməsi fikrinə gəlmək heç də asan olmamışdır. Bunun üçün məşhur alimləri – ulduzlar astronomiyasının ilk əsasını qoyanlardan biri V.Herşel, C.Herşel (İngiltərə), V.Y.Struve (Rusiya) çox böyük iş görmüşlər.

Bizim Qalaktikanı öyrənmək olduqca çətin problemdir. Çünki biz bu ulduz sisteminin daxilindəyik və onun ən uzaq yerinə qədər məsafə 25 kps ($1 \text{ kps} = 10^3 \text{ ps}$) olduğu halda müşahidəçi ən çoxu 3 kps məsafədək müşahidə edə bilir. Buna səbəb Qalaktikada elektromaqnit şüalanmasını udan çoxlu qaz və tozlardan ibarət diffuz mühitin olmasıdır. Bizim Qalaktikanın

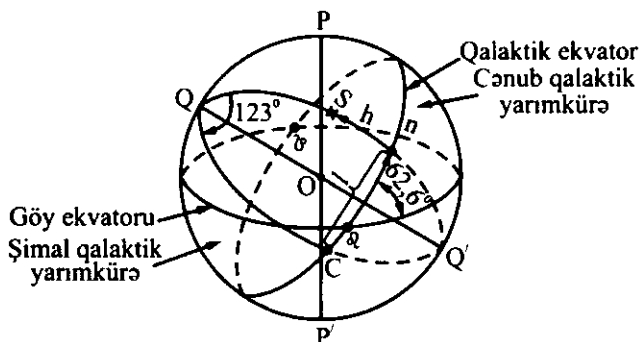
öyrənilməsində başqa ulduz sistemləri- başqa qalaktikalar barədə əldə edilən müşahidə materiallarının böyük rolu olmuşdur. Bu qalaktikalardan bizimkinə bənzərlərini seçmək və ətraflı tədqiq etmək mümkün olmuşdur. Kənar qalaktikaların forma və quruluşlarını öyrənməklə Bizim Qalaktika haqqında əlavə əyani və dəqiq fikir əldə edilmişdir.

77-ci şəkildə bizə ən yaxın olan məşhur qalaktika – Andromeda dumanlığı göstərilmişdir. Bizim Qalaktika Andromeda Dumanlığına çox bənzəyir. Göründüyü kimi bu qalaktika mərciyə, yaxud ağız-ağıza qoyulan iki uzunsov buluda bənzəyir. Ağ yolun mərkəzi xətti bu iki "buludun" görüşdüyü müstəvidən keçir.



Şəkil 77. Andromeda dumanlığı/

Ağ Yolun quruluşunu öyrənmək üçün Qalaktik sferik koordinat sistemindən istifadə olunur (şəkil 78). Bu sistemdə əsas dairə Ağ Yolun təqribən ortasından keçən və *qalaktik ekvator* adlanan böyük dairədir. Bu dairə göy ekvatoruna $i=62^{\circ},6$ meyillidir və onunla *qalaktik düyünlər* adlanan iki diametral əks nöqtələrdə kəsişir. Ω -qalxan düyünün ekvatorial koordinatları $a\sim 18^h 48^m, 9$, $\delta=0^{\circ}$ -dir (Qartal bürcündədir), \mathcal{U} -enən düyünün ekvatorial koordinatları $a=6^h 48^m, 9$ və $\delta=0^{\circ}$ -dir (Təkbuynuz bürcündə yerləşir).



Şəkil 78. Qalaktik koordinat sistemi.

Qalaktik ekvatorun qütbləri *qalaktik qütblər* adlanır. Şimal qalaktik qütbün (Q') ekvatorial koordinatları $a=12^h 48^m, 9$ və $\delta=+27^{\circ},4$ -dir (Veronikanın Saçları bürcündədir), cənub qalaktik qütbün (Q) ekvatorial koordinatları $a=0^h 48^m, 9$ və $\delta=-27^{\circ},4$ -dir (Heykəltaraş bürcündədir). Qalaktik ekvator göy sferasını şimal və cənub qalaktik yarımkürələrə bölür.

Qalaktik koordinat sistemində yardımçı dairə Qalaktikanın qütblərindən və göy cisminə keçən və *qalaktik enlik dairələri* adlanan dairələrdir (78-ci şəkildə QCQ və QSnQ dairələri). Bu koordinat sistemində obyektin vəziyyəti *qalaktik enlik* (b) və *qalaktik uzunluqla* (l) təyin olunur. Obyektin (S -in) qalaktik enliyi onun qalaktik enlik dairəsi boyunca qalaktik ekvator-dan olan bucaq məsafəsidir ($b=nS$). Qalaktik enlik, enlik dairəsi boyunca qalaktik ekvator-dan hər iki tərəfə $\pm 90^{\circ}$ -dək ölçülür (“+)

işarəsi şimal qalaktik yarımkürədə, –“ işarəsi isə cənub qalaktik yarımkürədə götürülür). Qalaktik uzunluğu təyin etmək üçün Qalaktikanın mərkəzinə yönəlmiş istiqamətin qalaktik ekvatorla kəsişmə nöqtəsi başlanğıc qəbul edilir. Qalaktikanın mərkəzi (C) Oxatan bürcündə həmin bürcün Əqrəb bürcü ilə sərhədi yaxınlığında yerləşir və qalxan düyündən $33^{\circ},0$ qərbdədir ($\delta C=33^{\circ},0$). Qalaktika mərkəzinin qalaktik enlik dairəsi ilə Qalaktikanın qütblərindən və dünyanın qütblərindən keçən dairə arasındakı bucaq $123^{\circ},0$ -dir. Qalaktika mərkəzinin ekvatorial koordinatları $\alpha=265^{\circ}$, $\delta=-29^{\circ}$ -dir. Obyektin (S-in) qalaktik uzunluğu (l) qalaktik ekvator boyunca Qalaktika dairəsinin qalaktik ekvatorla kəsişdiyi nöqtəyədək olan qövsün uzunluğudur ($l=Cn$). Qalaktik uzunluq qərbdən şərqə saat əqrəbinin əksi istiqamətdə hesablanır və 0° -dən 360° -dək qiymətlər alır.

Qalaktik koordinatlar bilavasitə ölçülmür, səma cisimlərinin ekvatorial koordinatlarına görə hesablanır ($0^{\circ},1$ bəzən də $0^{\circ},01$ dəqiqliklə).

§63. Qalaktikada ulduzların paylanması. Qalaktikanın ümumi quruluşu

Müxtəlif istiqamətlərdə (Qalaktik müstəvidə və ondan hər iki tərəfə) vahid həcmdəki ulduzların sayını tapmaq üçün göy sferasını müxtəlif sahələrə ayıraraq, hər sahədəki ulduzları saymaq lazım gəlir. Bizim Qalaktikada ulduzların paylanması haqqında ilk təsəvvürün yaranması üçün Günəşətrafi fəzada ulduzları saymışlar. Günəşə yaxın fəzadakı ulduzlara qədər məsafələri triqonometrik parallaks üsulu ilə tapmaq mümkün olduğundan əvvəlcə məhz bu fəzadakı ulduzların miqdarı sayılmışdır. Bu əməliyyat göstərmişdir ki, hər kub parsek həcmə $0,12$ ulduz, başqa sözlə hər ulduza 8 kub ps həcm düşür. Bu o deməkdir ki, Günəşətrafi ulduzların bir-birindən orta məsafələri 2 ps-dir.

Qalaktikaların quruluşunu öyrənərkən və buradakı ulduzların ümumi sayını təyin edərkən iki statistik parametrdən istifadə olunur. Bunlardan biri parlaqlığın inteqral funksiyası $N(m)$ -dir;

$N(m)$ parametri göyün istənilən sahəsində ən parlaq ulduzdan ulduz ölçüsü m olan ulduza qədər bütün ulduzların sayıdır. İkinci parametr parlaqlığın diferensial funksiyası $A(m)$ -dir; $A(m)$, ulduz ölçüləri $m - 0^m$, 5 və $+0^m$, 5 arasında olan ulduzların sayının dəyişməsinə xarakterizə edir; $A(m)$ və $N(m)$ parametrlərinin mənasından aydındır ki:

$$A(m) = \frac{dN(m)}{dm}$$

Bütün ulduz göyündə aparılan sayma əməliyyatı ilə aşağıdakı qiymətlər alınmışdır:

$$N(0)=4, N(1)=17, N(2)=50, N(3)=175, \dots, N(6)=3100, \dots, N(21)=889 \cdot 10^6$$

Göstərmək olar ki, ulduzlar Bizim Qalaktikada müntəzəm paylansaydı və onların orta işıqlığı eyni olsaydı, onda

$$N(m+1)/N(m) = 3,98$$

olardı (bu Zeeliger teoremi adlanır). Doğrudan da, fərz edək ki, ulduzlar qalaktikada müntəzəm paylanmışlar və onlar eyni orta işıqlığa malikdirlər. Ulduz ölçüsü m olan ulduz r məsafədə olsun; onda ulduz ölçüləri m -dən kiçik olan bütün ulduzlar radiusu r olan sfera daxilində olmalıdırlar; bunların sayı $N(m)$ olsun; ulduz ölçüsü $(m+1)$ olan ulduza qədər məsafə isə R olsun; Onda $(m+1)$ -dən parlaq ulduzların hamısı R radiuslu sfera daxilində olurlar; bunların sayı $N(m+1)$ olsun. Şərtə görə ulduzlar müntəzəm paylandıqlarından

$$A(m) = \frac{N(m+1)}{N(m)} = \frac{R^3}{r^3}$$

olmalıdır. Digər tərəfdən görünən parlaqlıq məsafənin kvadratı ilə tərs mütənasibdir; yəni

$$\frac{E_m}{E_{m+1}} = \frac{R^2}{r^2} = 2,512.$$

Bu iki münasibətin müqayisəsindən

$$A(m) = 2,512^{3/2} = 3,98$$

alınır. Beləliklə, Qalaktikada ulduzlar müntəzəm paylanmış olsalar və onlar eyni işıqlığa malik olsalar onda bütün ulduz ölçü-

ləri üçün $A(m)$ nisbəti eyni (~ 4) olardı. Lakin, hətta ən parlaq ulduzlar üçün belə $A(m) < 3$ -dür. Digər tərəfdən ən mühüm cəhət burasıdır ki, $m=21^m$ -ə qədər aparılan statistik tədqiqatlara görə $A(m)$ parametri də $N(m)$ kimi m böyüdükcə böyüyürsə də, onun böyümə tempi ulduz ölçüsü böyüdükcə kiçilir. Məsələn, $N(6):N(5)=2,85$ olduğu halda $N(13):N(12)=2,47$, $N(21):N(20)=1,76$ -dır. Bu onu göstərir ki, ulduzlar Qalaktikada qeyri-müntəzəm paylanıblar və ulduzların qalaktikada sayını təyin etmək üçün istifadə olunan sıra toplanandır. Ekstropolyasiya tətbiq etməklə aparılan riyazi statistika göstərir ki, qalaktikada ən böyük sayı malik olan ulduzların ulduz ölçüsü 30^m -dir. Məhz bu mühakimələrə əsasən müəyyən etmişlər ki, Bizim Qalaktikada $200 \cdot 10^9$ sayda ulduz vardır.

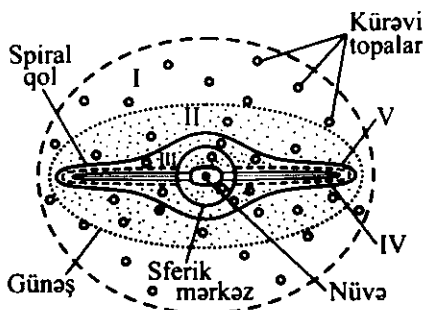
Beləliklə, Qalaktikanın mərkəzinə yönəlmiş istiqamətdən başqa bütün qalan istiqamətlərdə ulduzların say sıxlığı, yəni vahid həcmdəki sayı azalır və müəyyən məsafədə sıfır olur. Bu göstərir ki, müşahidə etdiyimiz Ağ Yol və onun ətrafındakı ulduzlar doğrudan da vahid sistem təşkil edirlər.

Statistik tədqiqatlar göstərir ki, Qalaktika müstəvisinə yaxınlaşdıqca ($b \rightarrow 0$ olduqca) görünən ulduzların (xüsusilə zəiflərinin) sayı sürətlə artır. Bu dəlil $N(m; 0^0) : N(m; 90^0)$ nisbəti ilə təyin olunan və qalaktik konsentrasiya adlanan parametrin aşağıdakı qiymətlərindən aydın görünür: $N(7^m; 0^0) : N(7^m; 90^0) = 3,5$ olduğu halda $N(21^m; 0^0) : N(21^m; 90^0) = 44,2$ -dir. Bu o deməkdir ki, Qalaktikaya daxil olan ulduzların 95%-i Ağ Yolda qalaktikanın mərkəzi müstəvisində yerləşir.

Qalaktikanın obyektlərinə qədər məsafələrin təyini və onların statistik tədqiqatları nəticəsində tapılmışdır ki, Qalaktika, ən böyük diametri 30 kps (~ 100000 işıq ili) olan nəhəng diskə bənzəyir. Günəş Qalaktikanın mərkəzindən $\sim 10 \text{ kps}$ (~ 30000 işıq ili) məsafədə yerləşir. Qalaktika mürəkkəb spiralvari quruluş malikdir.

79-cu şəkildə meridian müstəvisində qalaktikanın quruluş sxemi verilmişdir. Buradan görünür ki, Qalaktika doğrudan da qalaktik müstəviyə nəzərən basıq sistemdir. Bu sistemin mərkəz müstəvisinə və həmin müstəvidən də Qalaktikanın mərkə-

zinə doğru ulduzların sıxlığı artır. Beləliklə, ulduzların Qalaktikada paylanması iki aşkar meyl vardır. Bunlardan biri odur ki, qalaktik müstəviyə tərəf ulduzların konsentrasiyası sürətlə artır; ikinci meyl ondan ibarətdir ki, Qalaktikanın mərkəzinə doğru ulduzların konsentrasiyası böyüyür və Qalaktikanın nüvəsi və ya Qalaktikanın mərkəzi sıxlaşması adlanan hissədə bu sıxlıq ən böyük olur. Qalaktika müstəvisindən uzaqlaşdıqca ulduzların konsentrasiyasının azalması tədricən olur və Qalaktikanın kəskin sərhəddini təyin etmək mümkün olmur.



Şəkil 79. Meridian müstəvisində Qalaktikanın quruluş sxemi.

Qalaktika beş altsistemə bölünür: sferik altsistem (I), aralıq sferik altsistem (II), aralıq disk altsistem (III), qoca müstəvi altsistem (IV), cavan müstəvi altsistem (V).

Ayrı-ayrı obyektlər altsistemlərdə belə paylanmışlar:

(I)-də: kürəvi ulduz topaları, parlaq subcırtdanlar, RR Lira tipli dəyişən ulduzlar.

(II)-də: Böyük sürətə malik *F-M* siniflərinə məxsus ulduzlar, böyük periodlu dəyişənlər və bəzi başqa ulduzlar.

(III)-də: Baş ardıcılığın əksər ulduzları (o cümlədən Günəş), yeni ulduzlar, planetar dumanlıqlar, qırmızı nəhənglər.

(IV)-də: *A* sinfinə məxsus ulduzlar.

(V)-də: *O* və *B* siniflərinə məxsus ulduzlar, *T* Buğa tipli ulduzlar və başqaları.

Yuxarıda adlarını çəkdiyimiz obyektlərin bəziləri ilə biz hələ tanış deyilik. Bunlarla da tanış olaq.

§64. Ulduz toparları

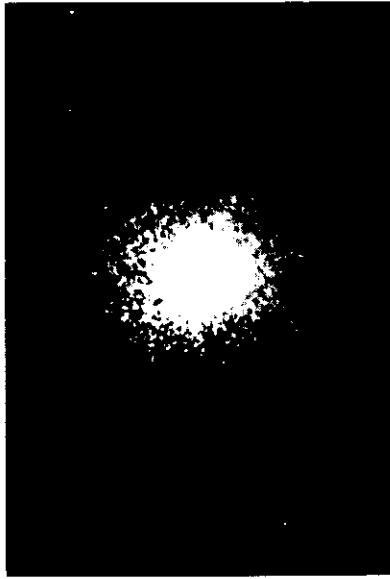
Ulduzların bir qismi ulduz toparları adlanan qruplarda toplaşır. Hər bir ulduz topasındaki ulduzlar bir-birlərilə qarşılıqlı cazibədə olurlar və fəzada bir vahid obyekt kimi hərəkət edirlər. Ulduz toparları üç növə bölünür: açıq və ya səpilən ulduz toparları, kürəvi ulduz toparları və ulduz assosiasiyaları.

Açıq və kürəvi ulduz toparlarının ilk mükəmməl kataloqunu fransız astronomu Mesye (1730-1817) tərtib etmişdir. Bu kataloqda topa M hərfi və ondan sonra topanın həmin kataloqdakı nömrəsini göstərən rəqəmlə işarə olunur. Ən parlaq açıq ulduz toparlarından biri Buğa bürcündəki Ülkərdir (şəkil 80). Həmin ulduz topası Mesye kataloqunda M 45 kimi işarə olunur.



Şəkil 80. Buğa bürcündə Ülkər açıq ulduz topası (M45).

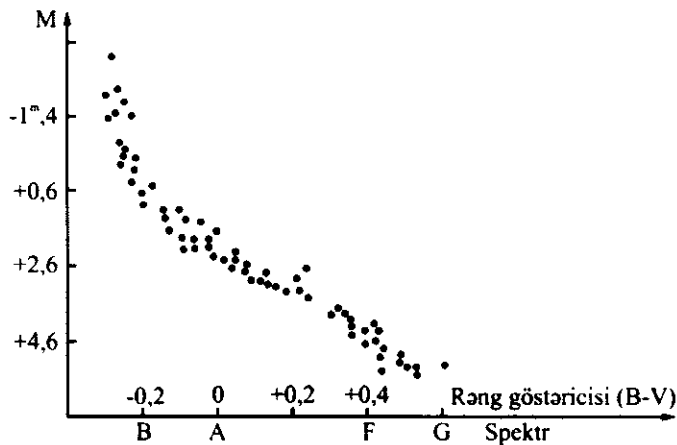
Drayerin (1852-1926) tərtib etdiyi Yeni Ümumi Kataloqda toparlar qısa olaraq *NGC* və bu qısa işarənin yanında topanın nömrəsi ilə verilir. Məsələn, Herkules bürcündəki kürəvi ulduz topası (şəkil 81) *NGC* 6205 şəklində yazılır.



Şəkil 81. Herkules bürcündə kürəvi ulduz topası (NGC 6205).

Açıq ulduz topaları əsasən Ağ Yolda toplanmışlar. Bu topaların ulduzlarını ümumi qalaktik fondan ayırmaq çox çətin-dir. Bunun üçün spektral tədqiqatlar aparmaq, çoxlu sayda ulduzların rəng göstəricilərini və məxsusi hərəkətlərini öyrənmək lazımdır. Hər bir açıq topanın ulduzları eyni şüa sürətinə və məxsusi hərəkətə malikdir. 82-ci şəkildə açıq ulduz topalarının ən yaxşı nümayəndəsi olan Ülkərin ulduzlarının mütləq ulduz ölçüləri ilə spektral sinifləri və rəng göstəriciləri arasında əlaqə diaqramı verilmişdir. Bu “spektr-mütləq ulduz ölçüsü diaqramından görürük ki, topa əsasən baş ardıcılığın ulduzlarından ibarətdir (bu topada nəhəng və ifrat nəhəng ulduzlar çox azdır). Hər bir topadakı ulduzları eyni məsafədə hesab etmək olar. Odur ki, topanın hər bir ulduzunu Herssprunt-Ressel diaqramında öz yerində müəyyən etməklə və bu diaqramda baş ardıcılıqdan kənarda qalan ulduzları topanın hesab etməməklə topaya məxsus ulduzları ayırmış olarıq. Əlbəttə, bu zaman ulduzlararası mühitdə udulmanı nəzərə almaq lazımdır. İstinad ulduzları üçün qurulmuş Herssprunt-Ressel diaqramından istifadə etmək-

lə spektr (effektiv temperatur) və ya $B-V$ -yə uyğun M mütləq ulduz ölçüləri tapılır. Bundan sonra məlum m görünən ulduz ölçüsünü də nəzərə alaraq M , m , r arasındakı münasibətdən to-paya qədər r məsafəsi hesablanır.



Şəkil 82. Ülkər açıq ulduz topasında "Spektr-mütləq ulduz ölçüsü" diaqramı.

Qeyd edək ki, Ülkər səpilən ulduz topasında adi gözlə yeddi ulduz görünür; güclü teleskopda 200, həmin teleskoplarda müasir fotoemulsiyaların köməyiylə isə 300-ə qədər ulduz qeydə alınır.

Bizim Qalaktikada 1200-ə qədər açıq ulduz topası aşkar edilmişdir. Bunlara qədər məsafə 2 ps-dən 20 ps-ə qədərdir. Bu topaların orta diametri 3-5 ps-dir.

Kürəvi ulduz topaları sferik və ya elliptik formada olurlar. Hər bir kürəvi topada yüz minlərlə, hətta milyonlarla ulduz olur. Bu topaların orta diametrləri 30-ps-dir. Günəşətrafi fəzada hər 8 ps³ həcmə bir ulduz düşdüyü halda kürəvi ulduz topasında, xüsusilə onun mərkəzi hissəsində hər bir kub parsek həcmə on minlərlə ulduz düşür. Kürəvi ulduz topaları parlaq olduqlarından onlar çox uzaq məsafədən görünürlər. İndiyədək Bizim Qalaktikada 130 kürəvi topa kəşf olunub. Kürəvi ulduz topalarında nəhəng ulduzlara və RR Lira tipli dəyişənlərə çox rast

gəlirik. Kürəvi topalar qalaktik ekvatorndan hər iki tərəfə simmetrik paylanıblar. Qalaktika müstəvisində uducu qaz-toz mühtisi sıx olduğundan kürəvi topalar burada az görünürlər. Kürəvi topalar əsasən Qalaktikanın mərkəzində toplanıblar. Kürəvi ulduz topaları üçün "spektr-ışığılıq diaqramından görünür ki, bu topaların ulduzları baş ardıcılıqdan üstdə, xüsusilə $F-G$ sinifləri istiqamətdə şaquli (daha yuxarıda nəhənglərə tərəf sağa əyilməklə) və $B-F$ siniflərinə paralel üfüqi istiqamətdə yerləşirlər. Açıq və kürəvi ulduz topalarının "spektr-ışığılıq" diaqramındakı ciddi fərq göstərir ki, onların yaşlarında çox böyük fərq vardır (kürəvi ulduz topaları çox qocaman obyektldərdir).

Son vaxtlar kürəvi ulduz topalarının güclü rentgen şüalanması mənbəyi olduğü müəyyən edilmişdir. Bəzi alimlərin fikrincə kürəvi ulduz topalarının mərkəzində qara çuxur vardır və ulduzlararası qaz kütlələrinin bu mərkəzə akkresiya etməsi nəticəsində güclü rentgen şüalanması baş verir.

XX yüzilliyin ortalarında müşahidələr və onların nəzəri interpretasiyası yolu ilə müəyyən etmişlər ki, O və B siniflərinə məxsus böyük ışıqlıqlı ulduzlar dinamik bağlı olan müəyyən qruplar təşkil edirlər. Bunlar *ulduz assosiasiyaları* adlanırlar. İki növ ulduz assosiasiyası vardır. Növlərdən birində böyük ışıqlıqlı isti O və B ulduzları toplanır və belə assosiasiya OB tipli isti assosiasiya adlanırlar; hər belə assosiasiyada yüzə qədər O və B siniflərinə məxsus ışıqlıqları böyük olan isti ulduzlar vardır. İkinci növ assosiasiyalar T Buğa tipli dəyişənlərdən ibarətdir; belə assosiasiyalar T tipli soyuq assosiasiyalar adlanırlar. Yerə ən yaxın T assosiasiyalarından biri Orion bürcündədir; bu assosiasiyada 500-dən çox T Buğa tipli ulduz vardır. Qeyd etmək lazımdır ki, ulduz assosiasiyaları Qalaktikada çox böyük və sıx qaz-toz kompleksində yerləşirlər. Beləliklə, açıq ulduz topaları kimi ulduz assosiasiyaları da müstəvi altsistemdə yerləşirlər.

Ulduz assosiasiyalarında ulduzlar çox cavan olduğundan və assosiasiyalar həm də dayanıqsız olduğundan iki mühüm nəticə söyləmək olar: ulduzəmələgəlmə prosesi Bizim Qalaktikada indi də davam edir və ulduzlar tək-tək deyil, qruplarda – ulduz assosiasiyalarında əmələ gəlirlər.

**§65. Ulduzlararası toz və burada işığın udulması.
Toz, qaz-toz və qaz dumanlıqları.
Kosmik mazerlər**

Ulduzlararası toz və burada işığın udulması (toz dumanlıqları). Ulduz göyünün Ağ Yol boyunca müxtəlif sahələrinin fotoşekillərdən görünür ki, bir yerdə zəif ulduzların sayı çox, başqa yerdə azdır və hətta elə yerlər vardır ki, heç ulduz görünmür. Bu mənşərə, ulduzlararası mühitdə qeyri-müntəzəm paylanmış tozlardan ibarət udan mühitin olması ilə əlaqədardır. Ulduzların işığının ulduzlararası mühitdə udulması fikrinə ilk dəfə Struve gəlmişdir (1847-ci ildə). O, bu fikrə göyün müxtəlif sahələrində məhz ulduzların paylanmasını öyrənməklə gəlmişdir. İndi məlumdur ki, qalaktik müstəvi yaxınlığında hər kiloparsek məsafədə ulduzların işığı vizual şüalarda 2^m qədər, fotoqrafik oblastda isə 4^m qədər zəifləyir. Bu zəifləməyə səbəb Qalaktikada mövcud olan diffuz materiyadır. Qalaktikada mövcud olan bu diffuz maddənin sıxılmışı, toz dumanlığıdır. Diffuz maddə başqa dumanlıqlar olan yerdə daha sıxdır. Bunların paylanması isə qeyri-müntəzəmdir. Toz dumanlıqlarının ən xarakterik nümayəndələri Orion bürcündəki "At başı" dumanlığı (şəkil 83) və Cənub Xaçı bürcündəki "Kömür Çuvalı" dumanlığıdır. Qu bürcündən Sentavr bürcünə qədər haça görünən Ağ Yolda və bu haçaların arası boyu belə tutqun toz dumanlıqlarına çox rast gəlmək olar. Qalaktikanın nüvəsi istiqamətdə və onun mərkəzi hissəsində belə dumanlıqlar, xüsusilə sıx və çoxdurlar. Məhz bu səbəbdən də Qalaktikanın mərkəzi hissəsi bilavasitə görünmür və bu haqda məlumatımız azdır.

Müşahidələrdən məlum olmuşdur ki, Günəşətrafi yaxın ulduzların spektrləri ilə bu ulduzların məxsus olduqları siniflərdən olan uzaq ulduzların spektrləri arasında fərq olur. Uzaq ulduzların kəsilməz spektrində enerjinin paylanmasından görünür ki, bu ulduzlarda spektrin göy oblastı zəifdir.



Şəkil 83. Orion bürcündə "At başı" toz dumanlığı.

Bunun nəticəsində həmin ulduzların rəngi bir növ qırmızılaşır. Bu da ulduzlararası diffuz maddə hesabına udulma ilə əlaqədardır. Doğrudan da, əgər qeyri-şəffaflyq əmsalı dalğa uzunluğu ilə tərs mütənəşib olarsa, onda göy şüalar qırmızılara nisbətən daha çox udulmalıdırlar. Bu asılılyq $4000-7000 \text{ \AA}$ diapazonda aparılan tədqiqatlar vasitəsilə ulduzların spektrində enerjinin paylanmasının müqayisəli tədqiqindən alınmışdır. Qeyri-şəffaflyq əmsalı o vaxt dalğa uzunluğundan tərs mütənəşib asılı olar ki, diffuz materiyanı təşkil edən zərrəciklərin hər birinin ölçüsü $10^{-5}-10^{-4} \text{ sm}$ olsun. Qalınlığı r olan qatın işığı udma effektivliyi bu qatın optik qalınlığı ilə təyin olunur. Əgər toz zərrəciklərinin en kəsiyinə σ , konsentrasiyasına n desək, onda bu zərrəciklərdən ibarət r qalınlığa malik qatın optik qalınlığı $\tau \approx n\sigma r$ olar, digər tərəfdən $\sigma = \pi\rho^2 \approx 3,14(4 \cdot 10^{-5})^2 \approx 5 \cdot 10^{-9} \text{ sm}^2 = 5 \cdot 10^{-13} \text{ m}^2$

olduğundan $n = \frac{\tau}{\sigma r} = \frac{\tau}{5 \cdot 10^{-13} r}$ $zər/m^3$ alarıq. İndi fərz edək ki,

bu qata ulduzdan düşən şüanın intensivliyi I_0 , bu qatdan keçəndən sonra müşahidə olunan intensivlik I -dir. Onda optik qalınlığın tərifinə əsasən $\tau = \ln I/I_0$, yaxud $I = I_0 e^{-\tau}$ olar. Digər tərəfdən diffuz materiya olmayan halda ulduzun işıqlanmasına E_0 , müşahidə olunan işıqlanmaya E və bunlara uyğun ulduz ölçülərinə m_0 və m desək, onda $E/E_0 = 2,512^{m-m_0}$ olar. $m - m_0 = \Delta m$ işarə edək. ($\Delta m > 0$ -dir). Son iki münasibətin müqayisəsindən $e^\tau = 2,512^{\Delta m}$, yaxud $\tau \approx 0,9 \Delta m$ alarıq.

Δm -i qiymətləndirmək üçün diffuz materiyanın udma qabiliyyətinin dalğa uzunluğundan asılılıq qanununa istinad etmək lazımdır. Bu qanuna əsasən diffuz materiya ulduzun rəng göstəricisini böyütməlidir, yəni müşahidə olunan $(B-V)$ rəng göstəricisi ilə həqiqi rəng göstəricisi $(B-V)_0$ arasında E_{B-V} fərqi yaranmalıdır:

$$E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_0$$

Bu fərqə rəng artıqlığı deyilir. Rəng artıqlığı ilə Δm arasında $\Delta m = \gamma E_{B-V}$ asılılığı vardır və burada γ əmsalı fotoqrafik oblastda ~ 4 , vizual oblastda 3,2-dir. Beləliklə, vizual şüalar üçün $\Delta m = 3,2 E_{B-V}$ -dir.

Günəşdən 1 *kps* məsafədə rəng artıqlığı $E_{B-V} \approx 0,5$ olduğundan $\Delta m \approx 1,6$ olar. Beləliklə, $\tau \approx 0,9 \Delta m$ -dən $\tau \approx 1,44$ və ulduzlararası mühitdə tozların orta sıxlığı üçün $n = \frac{\tau}{5 \cdot 10^{-13} r}$ ifadəsindən $n \approx 10^7 zər/m^3$ alarıq.

Bu ancaq orta konsentrasiyadır. Yuxarıda qeyd etdiyimiz kimi Bizim Qalaktika ölçüləri bir neçə parsek olan toz dumanlıqları ilə zəngindir. Bu dumanlıqlarda konsentrasiya $\sim 0,2 zər/m^3$ ola bilər.

Hətta ölçüləri 0,1-1 *ps* olan elə tutqun obyektlər var ki, onlarda toz zərrəciklərinin konsentrasiyası adi toz dumanlıqlarındakından on dəfələrlə böyük olur. Belə obyektlər *globullar* adlanır.

İşığın ulduzlararası mühitdə udulmasını rus alimi Parenaqo daha mükəmməl öyrənmişdir. 1 ps məsafədə işığın udulması ulduz ölçüləri ilə A_1 olsun. Onda ulduza qədər r ps məsafədə bu udulma $A_1 \cdot r$ olar. Udulma olmadıqda ulduz ölçüsü (yəni həqiqi ulduz ölçüsü) m_0 , müşahidə olunan ulduz ölçüsü isə m olsun; ulduzlararası mühitdə udulma varsa, onda $m - m_0 = A_1 \cdot r$ olar. Odur ki, görünən və mütləq ulduz ölçüləri və ulduza qədər məsafə arasındakı münasibət aşağıdakı kimi yazılır:

$$M = m + 5 - 5 \lg r - A_1 r.$$

Beləliklə, işığı udan mühitdən keçən Kainat obyektinə qədər məsafənin təyində xəta etməmək üçün bu udulmanı mütləq nəzərə almaq lazımdır. Dediklərimizi bir misalla əyani-ləşdirək: fərz edək ki, fotoqrafik oblastda rəng artıqlığı $E_{B-V} \approx 1$, m_{25} -dir; onda $A_{pg} \approx 4E_{B-V}$ və $A_{pg} = A_1 \cdot r$ münasibətlərinə əsasən deyə bilərik ki, udulma nəzərə alınmazsa məsafəni süni olaraq 10 dəfə böyütmüş olarıq; doğrudan da: $M = m + 5 - 5 \lg r_1$ və $M = m + 5 - 5 \lg r - A_{pg}$ münasibətlərindən (burada r - həqiqi məsafə, r_1 - udulma nəzərə alınmadıqda məsafədir) $\lg r / r_1 = 1$, yaxud $r = r_1 / 10$ alarıq.

Qaz-toz və qaz dumanlıqları. Bizim Qalaktikada qaz-toz buludundan ibarət diffuz dumanlıqlar adlanan obyektlər vardır. 84-cü şəkildə Orion diffuz dumanlığı göstərilmişdir.



Şəkil 84. Orion bürcündə böyük diffuz dumanlıq
(Orion diffuz dumanlığı).

Dumanlıq formasız kənarlara malikdir. Ölçüləri yüzlərlə parsekə çatır. Dumanlıq qalaktika müstəvisinə yaxın olduqda onun toz komponentinin konsentrasiyası artır və qalaktik müstəvidə sıx toz dumanlıqlarına çevrilir. Kompakt diffuz dumanlığın kütləsi 10^4 Günəş kütləsinə bərabərdir. Qaz-toz dumanlığının yaxınlığında parlaq ulduz olanda o, işıqlanır. Qaz komponenti əsas olanda qaz-toz dumanlığının spektri emissiya xətlərindən ibarət olur, toz komponenti əsas olanda isə qaz-toz dumanlığının spektri udulma xətlərindən ibarət olur ki, bu da əslində yaxınlıqdakı ulduzun spektridir. Birincilər emissiya dumanlığı, ikincilər isə əksetdirici dumanlıqlar adlanır. Diffuz dumanlıq dedikdə çox vaxt məhz emissiya dumanlıqlarını nəzərdə tuturlar. Beləliklə, bu dumanlıqlar, yaxınlığındakı çox isti (*O-B* sinfinə məxsus) ulduz və ya ulduzlar tərəfindən işıqlanırlar. Bu halda işıqlanmanın səbəbi həmin çox isti ulduzun güclü ultrabənövşəyi şüalarının dumanlıqda udularaq görünən obalstda yenidən şüalanmasıdır. Əksetdirən dumanlığın spektri isə, qeyd etdiyimiz kimi sadəcə olaraq onu işıqlandıran ulduzun spektri ilə üst-üstə düşür.

İndiyədək 150 qaz-toz dumanlığı məlumdur. Bu dumanlıqlar yalnız yaxınlıqda isti ulduz olduqda işıqlandıqlarından, qaz-toz dumanlıqları əslində Qalaktikada daha çox (1000-ə qədər) olmalıdır. Bəzən tutqun dumanlıq parlaq dumanlıqla müşahidəçi arasında olur və parlaq dumanlığı qismən ekranlayır; bəzən də tutqun dumanlıq parlaq dumanlığın içinə daxil olur və fil xortumuna bənzər mənzərə yaradır; belə dumanlıq fil xortumu dumanlığı adlanır.

Qaz dumanlığının diffuz növündən başqa (belə dumanlıqların hər birinin kütləsi $500 m_{\odot}$ -dir), planetar dumanlıqlar adlanan növü də vardır. 85-ci şəkildə bir planetar dumanlıq göstərilmişdir. Dumanlığın planetar adlandırılması onunla əlaqədardır ki, bu dumanlıqlar ya planet kimi dairəvi və ya oval disk şəklində, ya da planet halqası şəklində Uran və Neptun kimi yaşılacalan rəngdə görünürlər. Planetar dumanlığın mərkəzində hökmən ya Volf-Raye tipli, ya da *O* sinfinə məxsus çox isti cırdan ulduz olur. *WR* tipli ulduzun güclü ultrabənövşəyi kvantları

dumanlıqda hidrogen, oksigen, azot, helium və başqa elementlərin atomlarını ionlaşdırır. Dumanlıqda ionlaşma prosesində yaranan sərbəst elektronlar böyük kinetik enerjiyə malik olduğundan dumanlığın elektron qazı 10^4 - $2 \cdot 10^4$ K-ə qədər qızır. Hidrogen və helium ionları sərbəst elektronlarla rekombinasiya edir və bu zaman kəsilməz şüalanma yaranır; rekombinasiya edən elektron aşağı enerji səviyyələrinə pilləli keçidlər edir və nəticədə emissiya xətləri əmələ gəlir. Oksigen, azot və başqa elementlərin atom və ionları isə sərbəst elektronlarla toqquşaraq həyəcanlanır və həyəcanlanmış səviyyedən aşağı enerji səviyyələrinə keçərək emissiya xətlərinin yaranmasına səbəb olurlar; bu xətlər adətən qadağan olunmuş xətlər olur.



Şəkil 85. Lira bürcündə planetar dumanlıq.

Planetar dumanlıq spektrin görünən oblastında o dərəcədə işıqlanır ki, onun görünən parlaqlığı mərkəzi ulduzunkundan on dəfələrlə böyük olur. Planetar dumanlığın spektrində xətlərin ikiləşdiyi, yaxud on illərlə fasilədən sonra dumanlığın ölçüsünün böyüdüyü müşahidə olunur. Bu dəlillər göstərir ki, planetar

dumanlıqlar (10-30) km/san sürətlə genişlənilir. İndiyədək 1300-ə qədər planetar dumanlıq müşahidə olunub; bunların əksəriyyəti Bizim Qalaktikadadır. Planetar dumanlıqların ölçüləri orta hesabla 10000 a.v.-dir; onlar əsasən Qalaktikanın mərkəzinə tərəf toplaşiblar.

Nəhayət, lifvari dumanlıqlar da var ki, onlar ifrat yenilərin qalılıqlarıdır. Dopler effekti nəticəsində xətlərin sürüşməsindən tapılmışdır ki, lifvari dumanlıqlarda qazlar (100-1000) km/san sürətlə hərəkət edirlər.

Kosmik mazerlər. Qeyd etmək lazımdır ki, qaz dumanlıqlarının çoxu radioşüalanma mənbəyidir. $\lambda=18 sm$ dalğada bu şüalanma, xüsusilə güclüdür. Bu, OH hidrosidinə aiddir. Ümumiyyətlə, ulduzlararası mühitdə çoxlu molekulyar birləşmələr tapılmışdır (CH , CH^+ , CN , H_2 , CO , OH , CS , SiO , SO və b.); hidrosid zolağının eni $0,5kHs$ -dir. Bu endə şüalanma hissəciklərin istilik hərəkəti nəticəsində olsaydı, onda dumanlığın temperaturu cəmi $3K$ olardı. Halbuki, xətlərdə şüalanmaya görə təyin olunan parlaqlıq temperaturu $10^{15}K$ qiymətləndirilir. Əlbəttə, belə ifrat böyük temperatur real temperatur ola bilməz.

Olduqca ensiz spektr intervalında belə çox güclü radioşüalanma yalnız koherent, yəni faza və istiqamətcə eyni yayılan şüalanmada ola bilər (belə şüalanma kvant generatorlarında alınır). Radiodiapazonda bunlara mazerlər deyilir. OH (H_2O) molekulları ilə işləyən mazerlərə ulduzlararası fəzada tez-tez rast gəilir. Qeyd etmək lazımdır ki, nəzəri olaraq kosmik mazerlərin varlığını ilk dəfə Şklovski 1949-cu ildə söyləmişdir. Yalnız 70-ci illərdə bu nəzəri fikir müşahidələrlə təsdiq olundu.

Qalaktikada çox kompakt obyektlər var ki, onların şüalanması mazer mexanizmidir. Əlbəttə, kompakt sözü astronomik miqyas baxımından işlədilir: haqqında danışdığımız obyektin diametri 1 a.v. ola bilər. Mazer şüalanmasını təchiz edən mənbə obyektin mərkəzində yerləşən infraqırmızı şüalanma mənbəyidir. Belə bir fikir söyləməyə əsas var ki, kosmik mazerlər ulduzəmələgəlmə oblastları ilə sıx surətdə bağlıdır. Çünki kosmik mazerlər ya cavan O və B ulduzları oblastında, ya da ölçüsü $0,1 ps$ olan və adi ulduzlararası buludlara nisbətən yüz

dəfələrlə sıx mühitdə olurlar. Bəzən bu obyektlər güclü infraqırmızı şüalanma mənbəyi olan nöqtəvi obyekt kimi görünürlər. Bu obyektlərin yaşları cəmi bir neçə on min ildir. Təzəcə əmələ gəlmiş isti ulduzu əhatə edən çox sıx qaz-toz mühiti həmin ulduzun işıq təzyiqi ilə genişlənməli və nəticədə görünən olmalıdır. Belə obyektə "ulduz-barama" adı verilmişdir. Güman etmək olar ki, mazer şüalanması məhz belə obyektlərdə baş verir.

§66. Qalaktik radiomənbələr və ifrat yenilərin qalıqları

Bilirik ki, indiyədək Qalaktikada 90-a qədər ifrat yeni ulduzların qalığı tapılmışdır ki, bunların da əksəriyyəti radioastronomik üsulla aşkar edilmişdir. Deməli, bizim Qalaktikada əsas radiomənbələrdən biri ifrat yenilərin qalıqlarıdır. Bu obyektlərin radioşüalanması sinxrotron mexanizmidir. Deməli, ifrat yenilərin qalığı hesab edilən dumanlıqlarda həm relyativist elektronlar və həm də maqnit sahəsi vardır. Buğa bürcündə 1054-cü ildə partlamış ifrat yeninin qalığı olan Yengəcəbənzer Dumanlığın təmsalında biz bu haqda danışmışdıq. Buraya onu da əlavə edək ki, Yerdən həmin dumanlığa qədər məsafə 5500 *i.i.*-dir. Dumanlığın bucaq ölçüsü $3'x2'$, ulduz ölçüsü $8^m,6$ və genişlənmə sürəti 1000 *km/san*-dir; elektronların liflərdə konsentrasiyası $4 \cdot 10^3 \text{ sm}^3$, temperaturu isə 17000 *K*-dir. Bilirik ki, bu dumanlığı relyativist elektronlarla dumanlığın mərkəzində yerləşən pulsar təchiz edir. Dumanlığın radiodiapazonda şüalanma intensivliyinin tezlikdən asılılığı $J(\nu) \sim \nu^{-0,8}$ -dir. Onda burada relyativist elektronların paylanması $N(E) \sim E^{-2,6}$ qanunu ilə olar. Yada salaq ki, relyativist elektronların ümumi şüalanması, maqnit sahəsinin *H* gərginliyi və ν tezliyi ilə $\sim H^{(\gamma+1)/2} \nu^{-(\gamma-1)/2}$ kimi asılıdır. Odur ki, $(\gamma - 1)/2 = 8$ olduqda $\gamma = 2,6$ olar. Dumanlıqda maqnit sahəsinin gərginliyi $H \approx 7 \cdot 10^{-4} E$ -dir. §18-də (18.1) və (18.2) düsturlarına əsasən sahənin gərginliyinin bu qiymətində sinxrotron şüalanma tezliyinə uyğun relyativist elektronun enerjisi $E = (10^4 - 10^5) mc^2$ olmalıdır. İfrat yenilərin qalığı olan dumanlıqda relyativist elektronların mənbəyinin pulsar olması şübhə-

sizdir. Lakin 90 yeni ulduzun qalığı sayılan dumanlıqların yalnız üçündə pulslar kəşf olunmuşdur. Guman etmək olar ki, qalan dumanlıqlar relyativist elektronlarla yaxınlıqdakı pulsar vasitəsilə təchiz olunur; yeri gəlmişkən Yengəcəbənzər Dumanlıq optik, radio və rentgen şualanma ilə yanaşı, həmçinin γ şualanma mənbəyidir. Bu şualanmanın mexanizmi relyativist elektronlardan işıq kvantlarının kompton səpilməsidir. Bilirik ki, optik və ultrabənövşəyi şüalar relyativist elektronlardan səpildə $v=10^{23}\text{-}10^{25}$ *hs* tezliklərdə, yəni sərt γ şualarda kvantlar yaranır.

İfrat yeninin qalığı olan radiomənbələrdən biri də Kassiopeya *A*-dir. Bu dumanlıq dartılmış liflərdən və çox sayda ulduzabənzər kondensasiyalardan ibarətdir. Bu kondensasiyalar ~ 8000 *km/san* sürətlə hərəkət edirlər.

1572-ci ildə Tixo Brahe və 1604-cü ildə Kepler tərəfindən müşahidə olunan İfrat Yenilərin qalıqları da güclü radioşualanma mənbəyidir. Başqa bir radiomənbə Herkules, İlan, Naxırçı, Qız və Kasa bürcləri üzrə uzanan 110° diametrlili nazik həlqəvi obyektədir. Buna qalaktik şpur (ingiliscə spur-qüllə sözüdür) deyilir. Bu obyekt də güclü sinxrotron radioşualanma mənbəyidir.

Demək olar ki, bütün ifrat yenilərin qalıqları yumşaq rentgen şualanması mənbələridir. Bu şualanma seyrək və milyonlarla dərəcə qızmış plazmanın tormozlanma şualanmasıdır. İfrat yeni qalığı olan dumanlıq çox isti ola bilər. Çünki ifrat yeni partlayanda atılan örtük səs sürətindən böyük sürətlə genişləndiyindən, örtüyün ulduzlararası mühitdəki sərhədində zərbə dalğaları əmələ gəlir. Bu dalğaların kinetik enerjisinin dissipasiyası istiliyə çevrilir və bu səbədən də ifrat yenilərin örtükləri milyonlarla dərəcəyədək qızır.

Qalaktiada başqa radiomənbələr planetar dumanlıqlardır. Lakin ifrat yenilərin qalıqlarından fərqli olaraq planetar dumanlıqların radioşualanması mexanizmi istilik mexanizmidir.

§67. Qalaktikanın maqnit sahəsi, qalaktik kosmik şüalar, qalaktik qamma şüalanma və qalaktik tac

İşıq ulduzlararası toz mühitindən keçən ulduzların şüalanmasında polyarizasiya müşahidə olunur. Bu göstərir ki, həmin mühitdə $10^{-5} E$ gərginlikli maqnit sahəsi vardır. Bu sahə toz zərrəciklərini eyni cür istiqamətləndirir. İşığın ulduzlararası polyarizasiyasını öyrənməklə tapmışlar ki, Qalaktikada Ağ Yol müstəvisinə paralel olan maqnit sahəsi vardır və sahə Qalaktikanın spiral qolları-budaqları boyu istiqamətlənir (Qalaktikada çox mürəkkəb spiralvari qollar-budaqlanmalar vardır və ulduzlar bu qollar üzrə yerləşirlər).

Yerə kosmik fəzadan çox yüksək-orta hesabla $10^{10} eV$ enejiylü yüklü zərrəciklər seli gəlir. Bunlar *qalaktik kosmik şüalardır*. Bu şüalar selinin intensivliyi (sıxlığı) bütün istiqamətlərdə eynidir. Başqa sözlə, kosmik şüalar izotropdur-xüsusi seçilmiş mənbəyə malik deyil. İndi qəti məlumdur ki, qalaktik kosmik şüaların mənbəyi ifrat yenilərin partlamasıdır və nəticə etibarilə bütün Qalaktika kosmik şüalarla doludur.

1940-cı illərin axırlarında yer atmosferindən xaricdə kosmik şüaların tərkibi və enerji sıxlığı təyin edildi. Məlum oldu ki, kosmik şüalar əsasən protonlardan ibarətdir, elektronların payı bütün şüaların yüzdə birini təşkil edir, qalan çox cüzi hissə isə ağır nüvələrə aiddir. Kosmik şüaların enerji sıxlığı ulduzların enerji sıxlıqları qədərdir. Kosmik şüaların enerjiyə görə paylanması $N(E) \sim E^{-2.6}$ kimidir (əvvəlki paraqrafa bax).

Bizim Qalaktikanın radioşüalanması tədqiqindən məlum olmuşdur ki, bizim Qalaktikada uzun dalğalar diapozonunda qeyri-istilik təbiətli radioşüalanma mənbələri vardır. Bu mənbələr Qalaktikada bərabər paylanmışlar. $\lambda = 10 m$ dalğada bu şüalanmanın parlaqlıq temperaturu $10^5 K$ -dir. Əgər elektronların enejiyi $10^{10} eV$, onların enerjiyə görə paylanması $N(E) \sim E^{-2.6}$ qanunu ilə verilərsə, onda Qalaktikada doğrudan da gərginliyi $10^{-5} E$ olan maqnit sahəsi və kosmik şüaların relyativist elektronlar komponenti vardır.

Kosmik şüaların proton komponentinin paylanmasıdan

qalaktik qamma şüalanmanın paylanmasını almaq olar. Belə ki, relyativist proton ulduzlararası mühitdə başqa nüvələrlə (əsasən protonla) toqquşanda qeyri-stabil mezonları yaranır ki, bunların da hər biri iki qamma kvanta çevrilir. Bu qayda ilə yaranan *qalaktik qamma kvantların enerjisi 68MeV* olur. Süni peyklər vasitəsilə aşkar edilib ki, qamma şüalanma mənbələri əsasən ulduzlararası qazlar yerləşən qalaktik müstəvidədir. Əgər kosmik şüaların proton komponentləri Qalaktikada hər yerdə eyni cür paylanarsa onda qalaktik qamma şüalanmasının müşahidə olunan intensivliyini təyin etmək olar.

Beləliklə, kosmik şüaların Qalaktikada müntəzəm paylandığını qəbul etmək olar. Onlar Qalaktikanın mürəkkəb qurluşlu maqnit sahəsində spiralvari qüvvə xətləri boyunca hərəkət edərək uzun yol keçəndən sonra Yerə çatırlar.

Kosmik şüalar qalaktik müstəvidən çox-çox uzaqda yerləşən seyrək ulduzlararası qazı bir neçə milyon dərəcəyədək qızdırır. Qalaktikanın sferik altisisteminə daxil olan bu seyrək və isti qaz geniş halqa yaradır ki, bu da *qalaktik tac* adlanır.

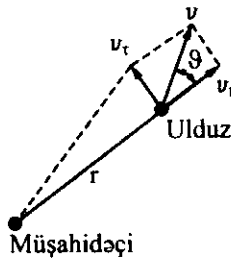
§68. Ulduzların məxsusi hərəkətləri və şüa sürətləri

Yaxın ulduzun (α, δ) koordinantlarını illəri əhatə edən böyük vaxt intervalında bir-birilə müqaisə etdikdə bu kordinantların dəyişdiyini görürük. Ulduzun ekvatorial kordinantlarının dəyişməsinə səbəb olan bütün astronomik hadisələri (presesiya, nutasiya, aberrasiya, illik parallaks) nəzərə aldıqdan sonra kordinantlar arasında qalan fərq ulduzun fəzada Günəşə nisbətən hərəkətinin nəticəsi olur. Ulduzun bir ildə göy sferasında bucaq saniyələrlə yerdəyişməsinə onun *məxsusi hərəkəti* demişdik. *Beləliklə, məxsusi hərəkət ulduzun Günəşə nisbətən fəza hərəkətinin təzahürüdür. Bilirik ki, hətta yaxın ulduzların məxsusi hərəkətləri çox kiçikdir. Odur ki, məxsusi hərəkət nisbətən yaxın ulduzlar üçün müşahidə olunan hadisədir.*

Yaxın ulduzların spektrlərinin təhlilindən görünür ki, onların spektral xətlərinin vəziyyətində Dopler sürüşməsi baş verir. Bu göstərir ki, *həmin ulduzlar şüa sürətinə malikdir. Bu da*

ulduzun Günəşə nisbətən fəza hərəkətinin nəticəsidir. Beləliklə, ulduzun istər məxsusi hərəkəti, istərsə də baxış şüası üzrə hərəkəti onun Günəşə nisbətən fəza hərəkətlərinin nəticəsidir. Başqa sözlə, ulduzlar fəzədə Günəşə nəzərən müəyyən V sürəti ilə hərəkət edirlər. Buna ulduzun *fəza sürəti* deyilir. Bu sürət müşahidəçinin baxış şüası ilə müəyyən θ bucağı əmələ gətirir. Bu sürətin Günəşdən ulduza yönəlmiş istiqamətə perpendiklyar müstəvi üzrə proyeksiyasına *ulduzun Günəşə nisbətən tangensial sürəti* (V_t), bu istiqamət üzrə proyeksiyasına isə *ulduzun Günəşə nisbətən şüa sürəti* (V_r) deyilir.

Əvvəlcə ulduzun müşahidəçiyə görə fəza hərəkətinə baxaq. Yerə nisbətən ulduzun fəza hərəkət sürəti v , şüa sürəti v_r və tangensial sürəti v_t olsun. 86-cı şəkildə Yerdəki müşahidəçiyə görə ulduzun v fəza sürəti və bu sürətin komponentləri v_r , şüa sürəti və v_t tangensial sürəti təsvir olunmuşdur. Aydındır ki, ulduzun fəza hərəkət istiqaməti ilə baxış şüası arasındakı θ bucağı Günəşə nisbətən hərəkət zamanı dəyişməz qalır, çünki Günəşlə Yer arasındakı məsafə ulduza qədər məsafədən müqayisəsiz dərəcədə kiçikdir.



Şəkil 86. Yerdəki müşahidəçiyə görə ulduzun v fəza sürəti və bu sürətin komponentləri – v_r ,- şüa sürəti və v_t tangensial sürəti.

Ulduzun məxsusi hərəkətinə μ deyək. Δt vaxt fasiləsində ulduz göy sferasında σ qövsü cızırarsa, onda

$$\mu = \frac{\sigma}{\Delta t} (''/il)$$

olar. μ məxsusi hərəkətinin düz doğuş və meyl komponentləri-

nə μ_α və μ_δ desək, $\mu = \sqrt{\mu_\delta^2 + \mu_\alpha^2}$ olar.

Ulduzun Günəşə nisbətən fəza sürətinin V_t tangensial komponentini tapmaq üçün onun göy sferasında $T_0=1$ ildə getdiyi S_t xətti yolunu T_0 -a bölmək lazımdır, yəni $V_t = \frac{S_t}{T_0}$ -dir.

Digər tərəfdən $S_t = r \sin \mu = \frac{r\mu}{206265} ps$ -dir.

Burada r -ulduzun Günəşdən (Yerdən) parseklərlə məsafəsidir. μ çox kiçik olduğundan S_t -nin ifadəsində

$\sin \mu = \mu'' \sin 1'' = \frac{\mu''}{206265}$ şəklində yazılmışdır. $1 ps = 206265$

a.v. $= 206265 \cdot 149,6 \cdot 10^6 km$, $r = 1/\pi$ (π ulduzun illik parallaksıdır) və $T_0 = 3,16 \cdot 10^7$ san olduğundan

$$V_t = \frac{r \mu}{206265 T_0} \frac{ps}{il} = \frac{206265 \cdot 149,6 \cdot 10^6}{206265 \cdot 3,16 \cdot 10^7} \frac{\mu}{\pi} \frac{km}{san},$$

yəni

$$V_t = 4,74 \frac{\mu}{\pi} \frac{km}{san}. \quad (68.1)$$

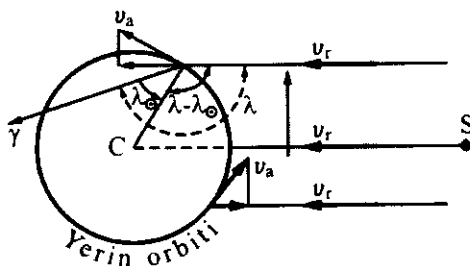
Aydın ki, $V_t = v_t$ -dir.

Ulduzun yer müşahidəçisinə nəzərən şüa sürəti

$$v_r = c \frac{\Delta \lambda}{\lambda}$$

düsturundan tapılır. Məlumdur ki, Yer $v=29,8 km/san$ sütətlə öz orbiti üzrə hərəkət edir və onun sürət vektoru daim vəziyyətini fəzada dəyişir. 87-ci şəkildə Yerin sadəlik üçün dairəvi orbiti üzrə hərəkətinin iki vəziyyəti, bu vəziyyətlərdə Yer in v_a sürət vektoru, bu vektorun S ulduzuna yönəlmiş istiqamət üzrə proyeksiyası, Yerə nəzərən ulduzun v şüa sürəti vektoru, Yerdən \mathcal{Y} yazbərəbərliliyi nöqtəsinə və Günəşə yönəlmiş istiqamətlər arasındakı λ bucağı (yəni Günəşin geosentrik ekliptik uzunluğu), Yerdən \mathcal{Y} yazbərəbərliliyi nöqtəsinə və ulduza yönəlmiş istiqamətlər arasındakı λ_\odot bucağı (ulduzun geosentrik

ekliptik uzunluğu) və bu bucaqların $\lambda - \lambda_{\odot}$ fərqi göstərilmişdir.



Şəkil 87. Ulduzun heliosentrik şüa sürətinin təyini üçün təsvir; S-ulduz, C-Günəşdir.

Ulduzun Günəşə nəzərən nisbi V_r şüa sürətini tapmaq üçün onun Yerə nəzərən v orbital xətti sürətinin ulduza yönəlmiş istiqamət üzrə proyeksiyasını çıxmaq lazımdır. Bu proyeksiyanın qiyməti, ulduzun və Günəşin ekliptik uzunluqları fərqi $(\lambda - \lambda_{\odot})$ -dən və həmçinin ulduzun β ekliptik enliyindən asılıdır. Bu asılılıq

$$V_r = v_r \cdot 29,8 \cdot \sin(\lambda - \lambda_{\odot}) \cos \beta \quad (68.2)$$

düsturu ilə ifadə edilir. Ulduz kataloqlarında məhz bu heliosentrik şüa sürətləri verilir.

Beləliklə, ulduzun fəza sürəti (68.1) və (68.2) düsturlarını nəzərə almaqla

$$V = \sqrt{V_t^2 + V_r^2} \quad (68.3)$$

düsturundan tapılır.

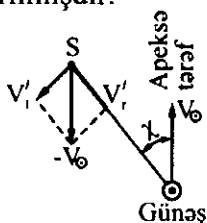
İndiyədək 300000-ə qədər ulduzun məxsusi hərəkəti və 20000-ə qədər ulduzun şüa sürəti tapılıb. Dedik ki, ən böyük məxsusi hərəkətə malik ulduz Barnardın "uçan" ulduzudur. Bu ulduzun Günəşdən məsafəsi $r = 1,81 ps$, ulduz ölçüsü $m = 9^m$, 5 spektral sinifi $M5V$ -dir. Bu ulduz $\mu = 10^{\prime\prime},31$ və $V_r = -108 km/san$ ilə səciyyələnir.

§69. Günəş sisteminin hərəkəti

Ulduzların əvvəlki paragrafda tapılan şüa və tangensial sürətləri Günəşə nəzərən təyin olunduğundan bu sürətlər Qalaktikada fəza sürətinin həqiqi komponentləri deyil. Başqa sözlə, nəzərə almaq lazımdır ki, Günəş özü də sistemin bütün cisimləri ilə birlikdə müəyyən fəza sürətinə malikdir. Beləliklə, ulduzların müşahidə olunan hərəkətləri iki toplanandan ibarətdir. Bunlardan biri Günəşin hərəkətinin nəticəsidir, digəri isə ulduzların özlərinə məxsusdur. Günəşin fəza hərəkəti nəticəsində yaranan komponentə *ulduzun fəza sürətinin parallaktik komponenti* deyilir. Ulduzun özünə məxsus hərəkətdən doğan komponentə isə *pekulyar sürət* deyilir (latınca *Recliaris* məxsusluğu deməkdir). Beləliklə, ulduzun Qalaktikada həqiqi hərəkəti-pekulyar sürətini tapmaq üçün parallaktik komponenti onun fəza sürətindən çıxmaq lazımdır. Bunun üçün isə V_r şüa sürətinin və V_t tangensial sürətinin V'_r və V'_t parallaktik komponentlərini bilmək lazımdır. Bu komponentləri hesablamaq üçün Günəşin fəza sürətini təyin etmək lazımdır.

Günəşin fəza sürəti ulduzlararası fəzada müəyyən bir nöqtəyə yönəlməmişdir. Bu nöqtəyə *Günəş apeksi* deyilir, ona *əks nöqtə* isə *Günəşin antiapeksi*dir.

S ulduzuna nəzərən Günəşin fəza hərəkət sürətinə baxaq. Fərz edək ki, Günəşdən bu ulduza yönələn istiqamət apeksə yönələn istiqamətlə α bucağı əmələ gətirir. Günəşin ulduza nisbətən fəza sürəti V_{\odot} olsun. Onda ulduzun Günəşə nisbətən parallaktik yerdəyişməyə analogi xəyali sürəti V'_{\odot} olar. Bu, antiapeksə doğru yönəlir. 88-ci şəkildə ulduzun sürətinin parallaktik komponentləri göstərilmişdir.



Şəkil 88. Ulduzun sürətinin parallaktik komponentləri

Şəkildən aydındır ki,

$$V'_r = -V_{\odot} \cos \chi \quad (69.1)$$

$$V'_t = -V_{\odot} \sin \chi \quad (69.2)$$

Günəş apeksinə yaxın ($\chi \approx 0^\circ$) ulduzlar üçün $V'_r = -V_{\odot}$ və antiapeksə yaxın ($\chi \approx 180^\circ$) ulduzlar üçün $V'_r = +V_{\odot}$ -dir.

Günəşin V fəza sürəti və apeksinin vəziyyəti ayrı-ayrı ulduzların şüa sürətlərinə görə deyil, göyün müxtəlif sahələrində olan və hər biri çox sayda ulduzu əhatə edən ulduz qruplarının şüa sürətlərinə görə tapılır və belə qrupda hər bir ulduzun öz pekulyar sürəti vardır. Odur ki, çox sayda ulduzu olan qrupdakı ulduzların sürətlərinin qiymət və istiqamətləri çox müxtəlif olmalıdır. Nəticədə bu ulduzların pekulyar sürətlərinin baxış şüası üzrə proyeksiyaları bir-birlərini yox etməlidir. Aşağıda görəcəyik ki, bu mühakimə tam dəqiq deyil. Odur ki, hər qrupda ulduzların şüa sürətlərinin orta qiyməti (V_r) qrupun şüa sürətinin parallaktik komponentini (V'_r) verir.

Günəşin apeksi elə qrupa yönəlmiş istiqamətdə olmalıdır ki, həmin qrupun şüa sürətinin parallaktik komponenti V'_r modulca maksimum olsun; bu halda $V'_r = V_{\odot}$ -dir. Antiapeks apeksin əksi istiqamətdə olduğundan antiapeks də V'_r -in maksimum olduğu qrupa yönəlmiş istiqamətdə olmalıdır; bu halda $V'_r = +V_{\odot}$ -dir.

Adi gözlə görünən, yəni 5^m - 6^m ulduz ölçüsündən zəif olmayan ulduzların şüa sürətləri və məxsusi hərəkətlərinə əsasən tapılmışdır ki, bu ulduzlara nəzərən Günəş $V = 19.5 \text{ km/san}$ sürətlə ν Herkules ulduzuna doğru hərəkət edir. Standart Günəş apeksi adlanan nöqtə (Herkulesin ν ulduzu) üçün $\alpha_A = 18^h 00^m = 270^\circ$ və $\delta_A = +30^\circ$, $l_A = 56^\circ$ və $b_A = +23^\circ$ -dir. Standart antiapeks üçün $\alpha = 6^h 00^m = 90^\circ$ və $\delta = -30^\circ$, ($l = 236^\circ$ və $b = -23^\circ$)-dir. Bu antiapeks nöqtəsi Göyərçin bürcündədir.

Adi gözlə həm yaxın ulduzlar, həm də uzaq nəhənglər göründüyündən bütün bunlara görə yuxarıda tapılan V_{\odot} sürəti və apeksin (və antiapeksin) koordinantları, ancaq baş ardıcıl-

lıgın yaxın ulduzlarına görə tapılanlardan fərqli olur. Belə ki, baş ardıcılığın yaxın ulduzlarına görə:

$V = 15,5 \text{ km/san}$, $\alpha_A = 17^h 40^m = 265^\circ$ və $\delta_A = +21^\circ$, $l_A = 45^\circ$ və $b_A = +24^\circ$ -dir. Bu apeks Günəşin əsas hərəkət apeksi adlanır və o da Herkules bürcündəndir (lakin aydındır ki, bu bürcün V ulduzundan xeyli aralı nöqtədədir); əsas antiapeks Orion bürcündən cənubda Dovşan bürcündədir.

Günəşin V_\odot sürəti və onun hərəkət apeksinin (və antiapeksinin) koordinantlarının yaxın və uzaq ulduzlara nisbətən müxtəlif alınmasını ulduzların fəza hərəkətinin tamamilə xaos (nizamsız) olması fikrinin düzgün olmaması ilə izah edə bilərik. Bu o deməkdir ki, çox sayda ulduzdan ibarət qrupda pekulyar sürətlərin baxış şüası üzrə proyeksiyaları bir-birini tamamilə yox etmir.

Ulduzların V_* pekulyar sürətləri aşağıdakı düsturla tapılır:

$$V_* = \sqrt{(V_r - V_t)^2 + (V'_r - V'_t)^2}. \quad (69.3)$$

V'_r və V'_t məlum V_\odot və χ -ya əsasən (69.1) və (69.2) düsturlarından, V_r və V_t komponentləri isə (68.1) və (68.2) düsturundan tapılır.

§70. Qalaktikanın fırlanması

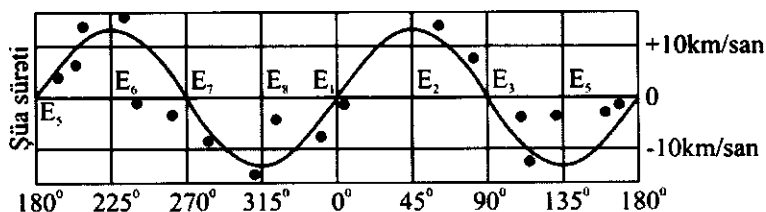
İlk dəfə 1927-ci ildə məşhur Holland astronomu Oort Qalaktikanın fırlandığını sübut etmişdir. Qalaktika və ümumiyyətlə, hər bir ulduz sistemi ulduzlarla o qədər zəngin və quruluşca o qədər mürəkkəbdir ki, onun hər bir üzvünün hərəkət qanununu vermək qeyri-mümkündür (məüyyən həcmdə yerləşən qazlardan ibarət mühitdə hər bir atom və molekulun hərəkət qanununu vermək mümkün olmadığı kimi). Biz yalnız ulduz sisteminin müəyyən oblastındakı ulduzların orta hərəkətini öyrənə bilərik. Qalaktikanın fırlanması nəzəriyyəsinə görə Qalaktika qalaktik müstəvidə Qalaktikanın mərkəzi ətrafında fırlanır. Qalaktikanın nüvəsində kütlə o qədər böyükdür ki, Nyuton ümumdünya cazibə qanununa görə ulduz sisteminin hər bir nöqtəsində Qalaktika mərkəzinə yönələn cazibə qüvvəsi əsas qüvvədir. Bu qüvvədən başqa hər bir ulduza bütün ulduz sisteminin də

cazibə qüvvəsi təsir edir. Mexanikadan məlumdur ki, əgər sistem fırlanma ellipsoidinə yaxın şəkllə malikdirsə (bizim Qalaktika kimidirsə), onda ikinci qüvvə də təqribən sistemin mərkəzinə doğru yönəlməlidir. Ayrı-ayrı ulduzların bir-birinə təsirini isə nəzərə almamaq olar. Əgər yalnız ikinci qüvvə olsaydı onda sistem sabit bucaq sürətilə bərk cisim kimi fırlanardı: bu halda sistemin nöqtələrinin xətti sürətləri $v = \omega r$, mərkəzdən olan r məsafəsi ilə mütənasib böyüyərdi. Lakin Qalaktikada Nyuton qüvvəsi bu ikinci qüvvədən böyükdür. Odur ki, sistemin hər bir ulduzunun bucaq sürəti onun mərkəzdən olan məsafəsinin kvadratı ilə deyil, $3/2$ dərəcəsi ilə tərs mütənasib, yəni $\omega \sim r^{-3/2}$ olmalıdır; digər tərəfdən $v \sim r\omega$ olduğundan $v \sim r^{-1/2}$ olar.

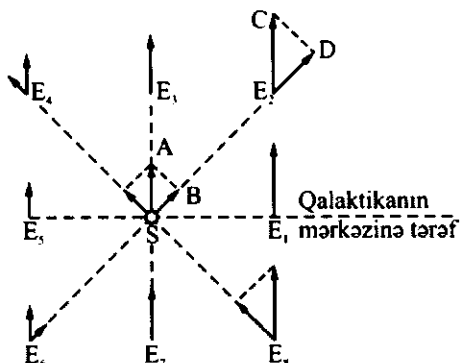
Sistemin və nüvənin kütlələri məlum olsa, mərkəzdən istənilən məsafədəki nöqtədə xətti sürəti hesablamaq olar. Lakin bu sürət həmin nöqtəyə deyil, onun ətrafındakı ulduzlar qurupuna aid olardı. Çünki hər bir ulduzun yaxın ulduzlara nisbətən fərdi hərəkəti mövcuddur (məsələn, dedik ki, Günəş baş ardıcılığın yaxın ulduzlarına nisbətən $\sim 16 \text{ km/san}$ sürətlə hərəkət edir). Beləliklə, biz, məsələn, Günəş və onun yaxın ətrafında olan ulduzlardan ibarət qrupun Qalaktika mərkəzi ətrafında fırlanma hərəkətindən danışa bilərik. Bu hərəkəti aşkar etmək üçün uzaq ulduzların (B sinfinə məxsus nəhənglərin) orta şüa sürətlərini tədqiq etmək lazımdır. Günəş və bu ulduzlar Qalaktikanın mərkəzindən orta hesabla müxtəlif məsafələrdədir. Odur ki, onların dolanma sürətləri Günəşinkindən fərqli olmalıdır.

89-cu şəkildə Qalaktikanın fırlanmasının ulduzların şüa sürətlərinə təsiri təsvir olunmuşdur. Şəkildə S Günəşdir; Qalaktikanın mərkəzindən uzaqlaşdıqca cisimlərin Qalaktikada dolanma xətti sürəti, bildiyimiz kimi kiçilir. Odur ki, Günəş, E_1 -dən kiçik sürətlə, E_5 -dən isə böyük sürətlə dolanır. E_1, E_2, \dots, E_8 və Günəş (S) Qalaktika mərkəzi ətrafında dolanarkən E_1, E_3, E_5, E_7 nöqtələrinin Günəşə nəzərən şüa sürətləri sıfırdır, E_2 və E_6 ulduzları Günəşdən uzaqlaşmalı, E_4 və E_8 Günəşə yaxınlaşmalıdır. Dediklərimiz 89-cu şəkildə aydın görünür. Oortun yuxarıdakı nəzəri fikirləri müşahidələrlə sübut edilmişdir. Bu müşahidələrdən həm də məlum olmuşdur ki, Qalaktikanın mərkəzi

əvvəllər başqa yollarla tapılan mərkəzlə üst-üstə düşür (Qalaktikanın mərkəzinin qalaktik uzunluğu $l_0=330^\circ$ -dir).



Fırlanma mərkəzindən bucaq məsafəsi.



Şəkil 89. Qalaktikanın fırlanmasının ulduzların şüa sürətlərinə təsiri.

Qalaktikanın fırlanması təkcə ulduzların şüa sürətlərinə görə deyil, ulduzlararası mühitin şüa sürətlərinə görə də öyrənilir və hər iki yolla eyni nəticə alınır. Beləliklə, Qalaktika özünün ulduzları və ulduzlararası mühiti təşkil edən maddə ilə birlikdə fırlanır.

Qalaktikanın fırlanmasının tədqiqindən tapılmışdır ki, fırlanma bucaq sürəti Qalaktikanın mərkəzindən uzaqlaşdıqca kiçilir, lakin bu kiçilmə Kepler qanunlarına əsasən baş verən kiçilmədən zəifdir. Qalaktikanın mərkəzindən uzaqlaşdıqca dolanmanın xətti sürəti əvvəlcə böyüyür və Günəşə qədər məsafədə təqribən 250 km/san çatır, sonra isə yavaş-yavaş kiçilir.

Beləliklə, *Günəş bir tərəfdən baş ardıcılığın yaxın ulduzlarına nəzərən $\sim 16 \text{ km/san}$ sürətlə Herkules bürcünə doğru hərəkət edir, digər tərəfdən də ətrafındakı yaxın ulduzlarla birlikdə*

*də ~250 km/san sürətlə Qalaktikanın mərkəzi ətrafında dolanır və bu hərəkət Qu bürcünə doğru yönəlmişdir. Günəşin Qalaktikanın mərkəzindən məsafəsini 10 kps qəbul etsək onun Qalaktika mərkəzi ətrafında tam dolanma müddəti üçün $200 \cdot 10^6$ il alırıq. Bu vaxt fasiləsi *qalaktik il* adlanır.*

Sonda qeyd edək ki, Qalaktikanın mərkəzinə doğru maddə sıxlığının böyüməsi ilə yanaşı bütün Qalaktika həcmində bərabər paylanan maddə də mövcuddur və Qalaktika kütləsinin 20%-ni təşkil edir. Bütövlükdə Qalaktikanın kütləsi $160 \cdot 10^9$ tondur.

VII FƏSİL. BAŞQA QALAKTİKALAR (QALAKTİKADANKƏNAR ASTRONOMİYA)

§71. Qalaktikaların təsnifatı və spektrləri

Müşahidə oluna bilən qalaktikaların sayı hazırda bir neçə milyarda çatır. Ulduzlarının sayına, hər birində ulduzların paylanması, ölçü və quruluşlarına görə əksər qalaktikalar birbirlərindən kəskin fərqlənirlər. Buna baxmayaraq, daha ümumi olan cəhətlərinə görə (hər şeydən əvvəl xarici görünüşlərinə və parlaqlığın paylanmasına görə) qalaktikaları oxşar qruplara ayırmaq, yəni onların təsnifatını vermək mümkün olmuşdur. Bu cəhətdən ilk addım ABŞ-da Həbl tərəfindən atılmışdır. Həbl təsnifatına görə qalaktikalar üç tipə bölünür: *elliptik (E)*, *spiral (S)* və *qeyri-düzgün (Ir)*. Bu təsnifat prinsipi indi də əsas hesab edilir.

Elliptik qalaktikalar dairəvi və ya elliptik formada olur. Onların parlaqlığı mərkəzdən kənara doğru ləng azalır. Bu qalaktikalarda incə quruluş müşahidə olunmur (şəkil 90).

Spiral qalaktikaların tipik nümayəndələri bizim Qalaktika və Andromeda Dumanlığıdır. Elliptik qalaktikalardan fərqli olaraq spiral qalaktikalar incə quruluşa malikdirlər (şəkil 91).



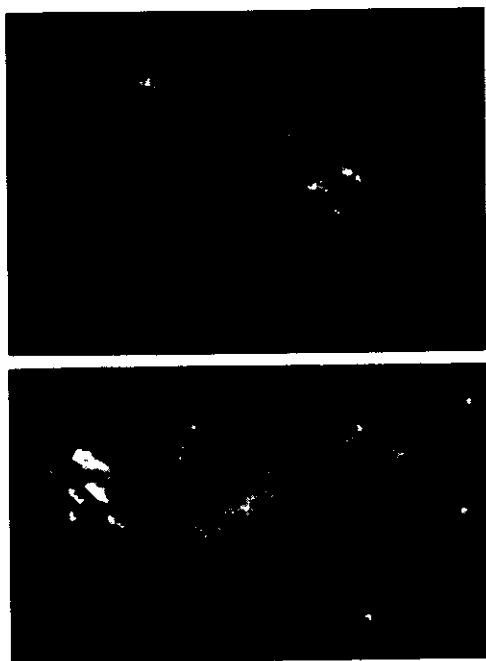
Şəkil 90. NGC 205 elliptik qalaktika
(Andromeda Dumanlığının peykiidir).



Şəkil 91. M51 spiral qalaktika.

Spiral quruluş o vaxt yaxşı öyrənilir ki, spiral baxış şüasına perpendikulyar olur. Ulduzəmələgəlmə prosesi spiralın qollarında gedir. Buna sübut, həmin qollarda qaz-toz dumanlıqları ilə cavan ulduzların eyni yerdə müşahidə olunmasıdır. Bu ulduzlar uzaq məsafələrdə hidrogen atomlarını ionlaşdırır. Elə spiral qolların aydın görünməsinə səbəb də həmin qollarda cavan ulduzların, cavan ulduz toplarının və işıqlı qaz dumanlıqlarının olmasıdır.

Qeyri-düzgün qalaktikalarda ən xarakterik cəhət onlarda mərkəzi sıxlaşmanın və simmetrik quruluşun olmasıdır. Bu qalaktikalar həm də kiçik işıqlığa malikdirlər və neytral hidrogenin miqdarı bunlarda çoxdur. Qeyri-düzgün qalaktikaların tipik nümayəndəsi Bizim Qalaktikanın peykləri-Magellan Buludlarıdır (şəkil 92).



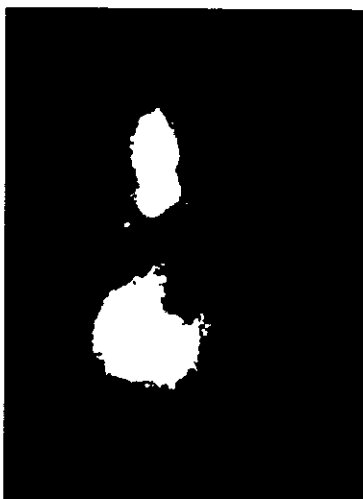
Şəkil 92. Qeyri-düzgün qalaktikalar-Böyük və kiçik Magellan buludları.

Yuxarıda adlarını çəkdiyimiz üç qalaktika tipindən və onların alt tiplərindən başqa bu və ya digər xarakterik xüsusiyyətə malik olan qalaktikalar da vardır; bunlara *pekulyar qalaktikalar* deyilir. Nəhayət, *linzayabənzər qalaktikaları* da qeyd etmək lazımdır.

Bütün qalaktikaların spektrləri ulduz spektrlərini xatırladan kəsilməz şüalanma fonunda udulma xətlərindən ibarətdir. Spektrlərinə görə qalaktikalar *A*, *F*, *G* və *K* siniflərinə məxsusdur; bəzi qalaktikaların spektrində emissiya xətləri də müşahidə olunur (qaz dumanlıqlarındakı kimi). Qalaktikaların spektrində müşahidə olunan bu əlamətlər göstərir ki, kənar qalaktikalar da Bizim Qalaktikadakı kimi ulduzlardan və diffuz maddədən ibarətdir.

Qeyri-düzgün qalaktikaların spektrləri *A* və *F* siniflərinə, spiral qalaktikaların spektrləri *F* və *G* siniflərinə, elliptiklərininki isə *G* və *K* siniflərinə aiddir. Bu göstərir ki, qeyri-düzgün və spiral qalaktikalarda cavan ulduzların nisbi sayı elliptik qalaktikalarından çoxdur.

Qarşılıqlı təsirdə olan qalaktikalar xüsusilə maraqlıdır (şəkil 93). Belə qalaktikalar 2-8 qalaktikadan ibarət olur.



Şəkil 93. *VV21 qarşılıqlı təsirdə olan qalaktikalar.*

Bu qalaktikalar bir-biri ilə işıqlı qaz və ya ulduzlarla zəngin olan arakəsmələrlə əlaqədardır və onlar bir-birinə qabarma təsiri göstərir. Qalaktikaların 50% -i spiral, 25%-i elliptik, 20%-i aralıq təşkil edən qalaktikalar növünə aiddir; məlum qalaktikaların qalan 5%-i qeyri-düzgün qalaktikalar təşkil edir.

§72. Qalaktikalara qədər məsafənin təyini üsulları

Qalaktikalara qədər məsafəni dəqiq təyin etməyin böyük əhəmiyyəti vardır. Belə ki, qalaktikaların kütlə, işıqlıq və başqa parametrlərini qiymətləndirmək üçün qalaktikalara qədər məsafəni bilmək lazımdır. İndiyədək qalaktikalara qədər məsafəni təyin etmək üçün 10-a qədər üsul təklif olunmuşdur. Bunlardan ən etibarlısı aşağıdakılardır:

Sefeidlər üsulu. Periodları 40 sutkadan böyük olan sefeidlərin fotoqrafik mütləq ulduz ölçüləri $M_{pg} \approx -6$ olduğundan yaxın qalaktikalarda belə ulduzları müşahidə etmək mümkündür. Odur ki, sefeidlərə qədər məsafənin §57-dən məlum olan təyini üsulu ilə qalaktikalara qədər məsafəni tapa bilərik.

Yeni ulduz üsulu. Hər bir yeni ulduz qeydə alınır. Bunların tədqiqi göstərir ki, yeni ulduz maksimum parlaqlıqdan sonra nə qədər tez sönsə, onun maksimum parlaqlığı o qədər böyük olur. Yeni ulduzun maksimum parlaqlıqdan sonra 3^m ulduz ölçüsü qədər zəifləməsi üçün lazım olan vaxt fasiləsi t olsun. Əgər $t < 12$ sutka olarsa maksimum parlaqlıq azalır. Maksimum parlaqlıqda görünən ulduz ölçüsünü və t -yə əsasən mütləq ulduz ölçüsünü bilməklə qalaktikaya qədər r məsafəsini bu üç kəmiyyət arasındakı məlum münasibətdən tapa bilərik. Yeni ulduz üçün t -ni dəqiq təyin etmək mümkün olan halda bu üsul ən etibarlı üsuldür.

HII zonasının ən parlaq oblastları üsulu. Yaxın qalaktikaların müşahidəsi göstərir ki, HII zonasının parlaq oblastları eyni xətti ölçüyə malikdir ($\sim 200ps$). Uzaq qalaktikalarda da belə olduğunu qəbul etsək, onların HII zonasının ən parlaq oblastının bucaq ölçülərinin müşahidədən təyin etməklə həmin qalaktika-

lara qədər məsafəni tapmaq olar.

Qalaktikanın tipi və bucaq ölçüsünə görə də ona qədər məsafəni qiymətləndirmək mümkündür. Lakin çox uzaq qalaktikalara qədər məsafəni yalnız onların spektrində xətlərin Dopler sürüşməsinə görə tapmaq olur (növbəti paraqrafa bax).

§73. Qalaktikaların spektrində qırmızı sürüşmə

Çox yaxın qalaktikalar müstəsna olmaqla müşahidə olunan bütün qalaktikaların spektrlərində xətlər qırmızı tərəfə sürüşür. Aydın ki, bu sürüşməni birinci növbədə qalaktikaların bir-birindən, o cümlədən bizdən uzaqlaşması ilə izah etmək olar. Əgər λ dalğa uzunluğunda sürüşmə $\Delta\lambda$ -dırsa, onda müşahidəçidən qalaktikaya yönəlmiş istiqamət üzrə qalaktikanın v_r uzaqlaşma sürəti (şüa sürəti) Dopler effektinə əsasən

$$v_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} c = zc \quad (73.1)$$

olar. Burada $z = \Delta\lambda/\lambda$ nisbəti xəttin Dopler sürüşməsi adlanır.

1929-cu ildə Hابل onlarla qalaktika üçün məlum r məsafəsinə görə müəyyən etmişdir ki, qalaktikaların v_r şüa sürətləri ilə onlara qədər r məsafəsi arasında aşağıdakı əlaqə vardır:

$$v_r = Hr \quad (73.2)$$

burada r -meqaparseklərlə ifadə olunur.

(73.2)-dən görünür ki, qalaktikanın Yerdən uzaqlaşma sürəti qalaktikaya qədər məsafə ilə düz mütənasibdir. Burada mütənasiblik əmsalı H -Habl sabiti adlanır. Bu sabit üçün Hابل 1929-36-cı illərdə 500 –560 $km/san \cdot Mps$ hesab etmişdir. Sonralar Hابل sabiti dəfələrlə dəqiqləşdirmişdir; hazırda bu sabit üçün $H = (53,5) km/san \cdot Mps$ qiyməti qəbul edilmişdir.

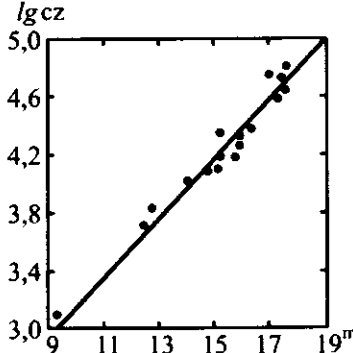
H -in məlum qiymətinə və müşahidədən tapılan v_r -ə əsasən

$$r = \frac{v_r}{H} = \frac{1}{H} \cdot \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \cdot c = \frac{1}{H} cz \quad (73.3)$$

düsturundan qalaktikaya qədər r məsafəsi tapılır. Məlum $M = m + 5 - 5 \lg r$ və (73.3) düsturundan qalaktikanın görünən ulduz ölçüsü üçün

$$m = (M - 5 \lg H) + 5 \lg cz \quad (73.4)$$

alınır; aydındır ki, burada M qalaktikanın mütləq ulduz ölçüsüdür. 94-cü şəkildə $\lg cz$ ilə m arasındakı asılılıq təsvir olunmuşdur. Bu, Hابل diaqramı adlanır. Bu diaqramdan məlum olur ki, qalaktikanın görünən ulduz ölçüsü böyüdükcə $\lg cz$ böyüyür, yəni qalaktikanın şüa sürəti artır (şəkil 94).



Şəkil 94. Hابل diaqramı.

İndiyədək spektral müşahidələrdən 1500-dən çox qalaktikanın qırmızı sürüşməsi ölçülmüşdür. Ən zəif obyektə z parametri onun $v_r = 10000 \text{ km/san}$ uzaqlaşma sürətinə uyğundur.

$z \geq 1$ olanda (73.1) klassik Dopler düsturu əvəzinə xüsusi nisbilik nəzəriyyəsinə əsaslanan düsturdan istifadə olunmalıdır. Bu nəzəriyyədə Dopler qırmızı sürüşməsinə hərəkətdə olan hesablama sistemində vaxtın ləngiməsi kimi baxılır (bu, xüsusi nisbilik nəzəriyyəsi effektidir). Obyekt sisteminin qəbuledici sistemə nisbətən sürəti v_r işığın sürəti isə c -dirsə

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \sqrt{\frac{1+v_r/c}{1-v_r/c}} - 1 \quad (73.5)$$

olur. (73.5)-dən görürük ki, $v_r \rightarrow c$ olanda $z \rightarrow \infty$ olur, yəni qırmızı sürüşmə qeyri-məhdud böyük olur. Məsələn, xüsusi halda $\Delta\lambda = \lambda(z = 1)$ olanda $v_r = 0,6c$, $z = 2$ olanda $v_r = 0,8c$ olur.

Müşahidə olunan ən uzaq obyekt üçün (bu obyekt kvazar adlanır – bax §75) radiomüşahidələrdən tapılmışdır ki, $z=3,53$ -dür, odur ki, bu obyektədən ötrü $v_r = 0,91c$ alınır.

§74. Qalaktikaların fiziki xüsusiyyətləri

Qalaktikalar ölçülərinə, kütlələrinə, işıqlıqlarına və başqa cəhətlərinə görə bir-birindən çox kəskin fərqlənirlər. Bu fərq, hətta eyni tiptən olan qalaktikalara da aiddir. Hər bir müəyyən ölçüdə görünən obyekt kimi, yəni hər bir qeyri-nöqtəvi obyekt kimi qalaktikaların da xətti ölçülərini bilmək üçün onlara qədər məsafəni və onların bucaq ölçülərini bilmək lazımdır. Lakin qalaktikanın bucaq ölçüsünü birqiymətli təyin etmək olmur. Belə ki, böyük ekspozisiya ilə alınan əksin ölçüsü kiçik ekspozisiya ilə alındandan böyük olur, fotoelektrik üsulla tapılan ölçü isə daha böyük olur. Nəhayət, qalaktikalarda parlaqlıq perefəriyaya doğru ləng azaldığından qalaktikanın həqiqi kənar hüdudunun özü düzgün müəyyən edilə bilmir. Qalaktikanın ölçüsünün təyininə edilən xəta onun kütlə və işıqlığının təyininə də xətayə gətirir.

Qalaktikaların fırlanması onların müxtəlif hissələrində spektral xətlərin sürüşməsinə bir-birilə müqayisə etmək yolu ilə, yaxud spektr xətlərinin genişlənməsinə əsasən müəyyən edilir. Məsələn, fırlanan spiral qalaktikanın spirali şəkil müstəvisindədirsə, qalaktika diskinin bir kənarı müşahidəçiyə yaxınlaşanda əks kənarı ondan uzaqlaşır. Odur ki, bu halda spektroqrafın yarığı qalaktikanın böyük oxu boyunca yerləşibsə, onda spektr xətləri düzxətli qalmaqla bu oxa meyilli olar. Bu isə o deməkdir ki, qalaktikanın fırlanma xətti sürəti mərkəzdən olan məsafədən xətti asılıdır; başqa sözlə, bu halda fırlanma bucaq sürəti sabitdir, deməli, belə qalaktikanın nüvəsi bərk cism kimi fırlanır. Qalaktikaların mərkəzlərindən olan müəyyən məsafədən etibarən onların xətti və bucaq sürətləri azalır və oradakı hər bir ulduz Keplerin üçüncü qanunu ilə mərkəz ətrafında dolanır. Qalaktikaların fırlanma dövrləri 50-5000 milyon il arasındadır. Nüvəsi kütləcə kiçik olan spiral qalaktikalar və qeyri-

düzgün qalaktikalar yavaş, əsas kütləsi nüvəsində yerləşən spiral qalaktikalar və linzayabənzər qalaktikalar sürətlə fırlanırlar. Elliptik qalaktikaların fırlanması haqda etibarlı məlumat yoxdur. Qalaktikaların spektral xətlərinin böyük enə malik olması göstərir ki, onların ulduzları böyük xaos sürətə malikdir.

Əgər qalaktikanın əsas kütləsi onun nüvəsində toplanıbsa, onda kənarlardakı ulduzların qravitasiya təcili

$$g = v^2/R = Gm/R^2$$

olar. Burada: R -qalaktikanın radiusu, m -kütləsi, v -kənarlardakı ulduzların dolanma xətti sürətidir.

Beləliklə, bu cür qalaktikaların kütləsi

$$m = Rv^2/G \quad (74.1)$$

olur. (74.1) düsturu vasitəsilə spiral qalaktikaların kütlələri üçün $(10^8-10^{12})m_{\odot}$ alınır. Qalaktika obyektlərinin dolanma sürətinin məsafədən asılılıq qanunu məlum olsa qalaktikada kütlələrin paylanmasını da müəyyənləşdirmək olar.

Qoşa qalaktikaların kütləsi qoşa ulduzlarınkı kimi onların nisbi hərəkət sürətlərindən tapılır. Bu sürətlər isə spektral xətlərin Dopler sürüşməsindən təyin olunur.

Elliptik qalaktikaların kütləsi onların spektral xətlərinin Dopler enindən təyin olunan ulduzlara məxsus \bar{v} orta xaos sürətlər vasitəsilə tapılır. Burada nəzərə alınır ki, qalaktikadakı ulduzların tam kinetik eneji onları potensial enejisindən kiçikdir. Əks halda ulduzlar qalaktikanı tərk edə bilərdilər. Nəzəriyyə qalaktikanın m kütləsi ilə onun ulduzlarının \bar{v} orta xaos sürəti arasında

$$m = R\bar{v}^2/G \quad (74.2)$$

asılılığını verir. Elliptik qalaktikaların kütləsi $10^{13}m_{\odot}$ -ə çatır. Cırdan qalaktikalarınkılar $\leq 10^6 m_{\odot}$ kütləyə malikdir. Qeyri-düzgün qalaktikaların kütlələri $(10^8-10^{10})m_{\odot}$ intervalında olur.

Buradan görünür ki, hətta eyni tiyə aid qalaktikalar kütləcə bir-birindən çox kəskin fərqlənirlər.

Qalaktikaların işıqlıqları da bir-birindən çox fərqlidir. Xüsusilə elliptik qalaktikalar işıqlıqlarına görə bir-birlərindən kəskin fərqlənirlər. Məsələn, nəhəng elliptik qalaktikanın işıq-

lığı $L \approx 3 \cdot 10^{11} L_{\odot}$ ($M = -24^m$) olduğu halda, cırdan elliptik qalaktikanınki $L \approx 10^9 L_{\odot}$ ($M = -8^m$)-dir. Spiral qalaktikaların mütləq ulduz ölçüləri $M = -14^m$ -dən $M = -18^m$ -ə qədər olur.

Qalaktikanın tərkibindəki ulduzlar haqqında fikir demək üçün m/L nisbəti bir növ meyardır. Aydınır ki, qalaktika ulduzlarının əksəriyyəti günəşəbənzər olsaydı $m/L = 1$ olardı. Lakin bu nisbət müxtəlif tip qalaktikalarda və hətta eyni tip qalaktikalarda müxtəlifdir. Məsələn, kütləsi $m = 300 \cdot 10^9 m_{\odot}$ olan Andromeda qalaktikası üçün $m/L \approx 30$, kütləsi $m = 6 \cdot 10^9 m_{\odot}$ olan Böyük Magellan Buludu üçün $m/L \approx 4$ -dür. Ümumiyyətlə, m/L nisbəti spiral və qeyri-düzgün qalaktikalarda elliptik qalaktikalara nəzərən böyükdür. Bu göstərir ki, spiral və qeyri-düzgün qalaktikalardakı ulduzlarla elliptik qalaktikalardakı ulduzlar arasında fərq vardır: elliptik qalaktikalarda isti nəhəng və ifrat nəhənglər yoxdur, bu qalaktikalar əsasən sarı və qırmızı cırdanlardan ibarətdir (yuxarıda qeyd etdik ki, elliptik qalaktikalar G-K siniflərinə məxsusdur). Spiral və qeyri-düzgün qalaktikalarda isə O və B siniflərinə məxsus çoxlu isti nəhəng və ifrat nəhəng ulduzlar vardır.

Qalaktikaların nüvələri və fəallığı onların fiziki xüsusiyyətlərində mühüm yer tutur. Qalaktikalar içərisində təkcə Andromeda Dumanlığının nüvəsində ayrı-ayrı ulduzları müşahidə etmək olur. Nüvənin spektri udulma xətlərindən (ulduz spektrindən) və emissiya xətlərindən (isti qaz spektrindən) ibarətdir. Bəzi qalaktikaların nüvəsi fəal olur. Belələri fəal qalaktikalar adlanır. Bu fəallıq özünü aşağıdakılarda göstərir: nüvə qeyri-istilik şüalanma mənbəyidir ($I \sim \nu^{-\alpha}$, $\alpha > 0$ -dir); ultrabənövşəyi oblastda enerji artıqlığı vardır; nüvənin spektrində enli emissiya xətləri vardır ki, bu da orada çox isti qazların olması və bunların 500-dən 4000 km/san sürətədek hərəkət etməsi ilə əlaqədardır; nüvədən burulmuş kəndirə bənzər qaz şırnaqları və relyativist zərrəciklər ayrılır və bunların kütlələri 10^6 - $10^7 m_{\odot}$ -ə, kinetik enerjiləri isə 10^{49} C-a çatır. Nüvənin fəal halda qalma müddəti $\sim 10^6$ ildir.

Eyni fəal qalaktikada bir-birindən ayrı müşahidə olunan atılmaların olması ilə fəallığın hər 10^8 ildən bir təkrarlandığı

fərz edilir.

Spiral qalaktikalardan fəalları ilk dəfə Seyfert (ABŞ) tərəfindən müşahidə edilib. Bu qalaktikalara Seyfert qalaktikaları deyilir. Belə qalaktikalardan nüvəsinin diametri bəzi hallarda çox kiçik-10 ps-dir. Deməli, nüvə çox güclü enerji mənbəyidir. Seyfert qalaktikaları üçün güclü infraqırmızı şüalanma səciyyəvidir.

Elliptik qalaktikalar içərisində elələri var ki, onlardan ayrılan kütlə $10^7 m_{\odot}$, kütlənin atılma sürəti 3000 km/san , bu zaman ayrılan enerji, yəni ətraf kosmik fəzaya püskürülən maddənin atılma enerjisi 10^{55} C -dur. Bu qalaktikalar, həmçinin güclü radioşüalanma mənbəyidirlər.

Fəal qalaktikaların başqa növləri də mövcuddur; bu qalaktikalar üçün ultrabənövşəyi şüalanma artıqlığı səciyyəvidir. Güman edilir ki, bu qalaktikaların qeyri-adi mavi rəngdə olması onlarda hazırda güclü ulduzəmələgəlmə prosesinin getməsi ilə əlaqədardır.

§75. Radioqalaktikalar, kvazarlar və kvazaqlar

Bütün qalaktikalar radiodiapazonda bu və digər dərəcədə enerji şüalandırır. Bizim Qalaktikada ayrı-ayrı radioşüalanma mənbələri-ıfrat yenilərin qalıqları vardır. Lakin qalaktikaların əksəriyyətinin radiodiapapazonda işıqlığı optik diapazondakından milyon dəfələrlə kiçikdir. Bununla belə 1946-2000-ci illərdə 10000-dən çox diskret radioşüalanma mənbəyi aşkar edilmişdir. Diskret kosmik radioşüalanma mənbələrinin bir neçə yüzü optik qalaktikalardadır və bu qalaktikaların hər birinin radiodiapazonda işıqlığı onların optik işıqlığı tərtibdə, yaxud ondan xeyli böyükdür.

Çox güclü radioqalaktikaların parlaq nümayəndəsi Qu bürcündəki *Qu-A* radioqalaktikasıdır. Bu qalaktikanın iki komponenti arasında 18-ci ulduz ölçülü zəif qalaktika vardır. *Qu-A* radioqalaktikasına qədər məsafə 170 Mps -dir. Bu qalaktikanın optik şüalanmasının yarısı emissiya xətlərində baş verir və həmin qalaktikanın radioparlaqlığı optik parlaqlığından altı dəfə böyükdür. Optik qalaktikalarla üst-üstə düşən bir neçə yüz belə radioqalaktikada bir qayda olaraq radioşüalanmanın əhatə etdiyi

oblastın ölçüsü optik qalaktikanın ölçüsündən böyük olur. Çox vaxt radişüalanma mənbələri qoşa və misilli sistem təşkil edirlər. Bu qalaktikalarda radioşüalanma mənbələri görünən obyektin (optik qalaktikanın) hər iki tərəfində yerləşirlər. Həmin radioşüalanma mənbələrinin optik qalaktikadan olan məsafələri on və həтта yüz min işıq ili ilə ölçülür. Bu göstərir ki, radioşüalanma mənbələri relyativist plazmadan ibarət iki və misilli zərrəciklər buludlarıdır və bu buludlar optik qalaktikada baş verən partlayış nəticəsində əmələ gəlmişlər. Başqa sözlə, bu buludlar optik qalaktikanın mərkəzindən atılan yüksək enerjili yüklü elementar zərrəciklər selindən yaranmışdır. Belə partlayış prosesində 10^{53} C enerji ayrılır ki, bu da ifrat yeni ulduzlar partlayan zaman ayrılan enerjiden milyard dəfə böyükdür. Radioqalaktikaların şüalanma mexanizmi sinxrotron mexanizmidir. Relyativist elektronların tormazlanması nəticəsində zaman keçdikcə radioşüalanmanın intensivliyi azalır. Bu azalmanın tədqiqi göstərir ki, əgər radioqalaktika partlayandan sonra əlavə relyativist elektronlarla təchiz olunmursa, onda radioqalaktika cəmi bir neçə milyon il əvvəl yaranmışdır.

Kvazar adlanan obyektlər daha güclü radioşüalanma mənbəyidir. Kvazarın hərfi mənası kvaziulduzradiomənbə deməkdir. İlk kvazar 1963-cü ildə kəşf olunub. Üçüncü Kembriç kataloqunda bu ilk kvazar ZS48 kimi işarə olundu. Üçbucaq bürcündə tapılan bu obyekt ulduz ölçüsü 16^m olan ulduzabənzər radiomənbədir. İlk kvazarın kəşfindən 3 il sonra belə obyektlərdən biri Qız bürcündə tapıldı, bu ən parlaq kvazarın işarəsi ZS273-dir, radiomənbəyi 13^m ulduz ölçülü ulduzla eyniləşdirilmişdir. Sonralar məlum oldu ki, kvazarların spektrləri bir-birinə bənzəmir və çox mürəkkəbdir. Bu spektrlərdə müşahidə olunan çox güclü emissiya xətləri heç bir məlum kimyəvi elementin xətləri ilə üst-üstə düşmür. Lakin az sonra məlum oldu ki, həmin emissiya xətləri çox böyük qırmızı sürüşməyə məruz qalıbdır. Bu sürüşmə ilk dəfə 3C273-də tapıldı və müəyyən edildi ki, bu kvazar üçün $z = \Delta\lambda/\lambda = 0,16$ -dır. Sonralar başqa kvazarlar üçün də z kəmiyyəti təyin edildi və bu, həmin obyektlərə qədər məsafəni və onların işıqlıqlarını tapmağa imkan verdi.

İndiyədək 1500-dən çox kvazar aşkar edilmişdir və məlum olmuşdur ki, bunların ən uzaqda olanı üçün $z = 3,53$ -dür. Kvazarların işıqlığı 10^{40} - 10^{41} Vt-dir, yəni yüz milyardlarla ulduzdan ibarət olan nəhəng qalaktikaların işıqlığından 100-1000 dəfələrlə böyükdür. Buradan aydın olur ki, kvazarlar nöqtəvi görünənlər də, "ağlasıgmaz" gücə malik optik və radioşüalanma mənbəyidirlər.

Kvazarların kimyəvi tərkibi ulduzlarınkindən az fərqlənir. Bunların şüalanmasının əsas hissəsi sinxrotron şüalanmadır. Kvazarlar üçün ultrabənövşəyi və infraqırmızı oblastlarda enerji artıqlığı olması və ay, hətta həftə ərzində şüalanmanın dəyişikliyə uğraması çox səciyyəvidir. Bu isə öz növbəsində göstərir ki, nöqtə kimi görünən kvazarlar həqiqətən də kompaktdırlar. Bəzi kvazarların yaxınlığında fəal qalaktikaların nüvələrində və radioqalaktikalarda olduğu kimi maddə atılmaları müşahidə olunur.

1965-ci ildə daha yeni bir qrup nöqtə görünüşlü güclü optik şüalanma mənbələri kəşf olundu. Bunlara kvazaqlar-kvaziulduz qalaktikalar adı verildi. Kvazarlardan fərqli olaraq kvazaqlar nəzərəcarpacaq qədər radioşüalanma mənbəyi deyillər. Belə fərz edilir ki, kvazarlar və kvazaqlar qalaktikaların qısa müddət davam edən müəyyən mərhələsidir.

§76. Qalaktikaların fəza paylanması

Zeeliger teoreminə əsasən qalaktikalar fəzada müntəzəm paylansaydılar

$$N(m+1)/N(m) \approx 4 \quad (76.1)$$

olardı.

Qalaktikaların fəza paylanması ilə ilk dəfə Hابل məşğul olmuşdur. 1934-cü ildə o, göyü 1283 kiçik sahələrə bölərək hər sahədə olan 20^m ulduz ölçüsündən parlaq qalaktikaların sayını 2,5 metrlik Polamar (ABŞ) reflektorunda apardığı müşahidələr vasitəsilə təyin etmişdir. O, ulduz göyünün hər kvadrat dərəcə-sində 131 dənə qalaktika olduğunu tapmışdır. Bütün ulduz göyünün sahəsi 41253 kvadrat dərəcə olduğundan 20^m -ci ulduz

ölçüsünə qədər bütün qalaktikaların ümumi sayı $5,4 \cdot 10^9$ alınar.

Bilirik ki, Rusiya Elmlər Akademiyasının xüsusi Astrofizika Rəsədxanasındaki 6 metrlik reflektor vasitəsilə 24-cü ulduz ölçüsünə malik olan zəif obyektləri müşahidə etmək olur. Odur ki, (76.1)-a əsasən $N(m+n)/N(m) = 4^n$ və $n=24-20=4$ olduğunu nəzərə alaraq 24^m-ci ulduz ölçüsünə qədər qalaktikaların ümumi sayı $5,4 \cdot 10^9 \cdot 256 = 1,4 \cdot 10^9$ olar. Habl müəyyən etdi ki, Zeeliger teoremi bütün istiqamətlər üçün doğrudur. Deməli, qalaktikalar fəzada orta hesabla nəinki müntəzəm, həm də izotrop paylanıblar.

Bir qədər ətraflı tədqiqatlar göstərir ki, 40 *Mps*-dən kiçik miqyaslarda qalaktikalar qrup və topalar təşkil edirlər. Məsələn, bizim Qalaktika, Andromeda, Üçbucaq Dumanlıqları, Böyük və Kiçik Magelan Buludları və bir neçə kiçik qalaktika (cəmi 35 qalaktika) Yerli qrup təşkil edirlər. Hər bir böyük qalaktika bir neçə peykə malikdir. Məsələn, Böyük və Kiçik Magelan Buludları və bunlardan əlavə səkkiz cırdan qalaktika bizim *c* peykləridir. Andromeda Dumanlığının dörd peyki vardır.

İndiyə qədər astronomlara 4000-ə qədər qalaktikalar topası məlumdur. Bunların hər birində yüzlərlə, minlərlə, hətta on minlərlə ulduz sistemləri vardır. Məsələn, Veronikanın Saçları bürcündə bucaq ölçüsü 12° olan və bizdən 70 *Mps* məsafədə yerləşən qalaktikalar topasında 40000 ulduz sistemi-qalaktika topaları qeydə alınmışdır; bu topalardakı qalaktikaların ümumi sayı 100000-ə çatır.

Bizə ən yaxın qalaktika topası 12 *Mps* məsafədə Qız bürcündədir. Bu topada yeddi nəhəng radioqalaktika (o cümlədən Qız *A* radioqalaktikası) və on spiral qalaktika vardır. Ola bilsin ki, bu topa çox nəhəng- 40 *Mps* ölçüsü olan İfrat Topanın mərkəzi hissəsidir və bizim Qalaktika da bu ifrat Topaya daxildir. İndiyədək 50-dən artıq belə ifrat Qalaktika Topaları tapılmışdır. Bütün məlum İfrat Qalaktika Topaları Metaqalaktika adlanan bütöv bir sistemin tərkib hissəsidir. Metaqalaktikanın ölçüsü 6000 *Mps* və buradakı qalaktikaların ümumi sayı 10^{11} hesab edilir.

Hazırda güzgüsünün diametri $D > 10m$ olan teleskopların

və yaradılmaqda olan daha böyük teleskopların, həmçinin digər texniki vasitələrin köməyi ilə həm müşahidə olunan obyekt növlərinin sayı artacaq, həm də yeni növ obyektlər müşahidə olunacaq, çox uzağa getsək başqa növ metaqalaktika (bəlkə də metaqalaktikalar) kəşf olunacaq.

Hər cəhətdən Bizim Günəş sistemində bənzər obyektlərin varlığı şübhə doğurmur!..

VIII FƏSİL. KOSMOQONİYANIN ELEMENTLƏRİ

§77. Göy cisimləri və onların sistemlərinin mənşəyi və təkamülü problemləri

Göy cisimləri və onların müvafiq sistemlərinin mənşəyi və təkamülü problemləri astronomiyanın kosmoqoniya bölməsində öyrənilir. Bu bölmə astronomiyanın ən çətin tədqiqat sahəsidir. Burada həll olunması problemlər çoxdur. Kosmoqoniya problemlərini öyrənərkən hər şeydən əvvəl astronomik obyektlərin keçmiş və gələcəyi haqqında düzgün təsəvvür olmalıdır. Bu təsəvvür iki yolla yarana bilər:

1. Sırf nəzəri yol: fizikanın əsas qanunlarına əsaslanaraq göy cisminin indiki halda olması üçün onun keçdiyi yolu müəyyən etmək, sonra isə onun hansı yolla təkamül edəcəyini söyləmək.

2. Müşahidə yolu: göy cisimlərinin müxtəlif təkamül mərhələlərindəki hallarını bir-birilə müqayisə etməklə bu mərhələlərin davam etmə ardıcılığını müəyyənləşdirmək.

Bu ikinci üsulu ancaq çoxsaylı obyektlərə tətbiq etmək olar. Bu obyektlər ulduzlar, ulduz toparları, dumanlıqlar və qalaktikalardır. Günəş sistemi hələlik yeganə müşahidə oluna bilən planet sistemi olduğundan ikinci üsulu ona tətbiq etmək mümkün olmur. Odur ki, hələlik burada yalnız birinci yoldan istifadə etmək olar. Yəni Günəş sisteminin indiki halına əsasən onun keçdiyi və gələcəkdə keçəcəyi yolları nəzəri olaraq müəyyənləşdirmək yolu.

Burada bir dəlil tədqiqata kömək edə bilər. Bu da ondan ibarətdir ki, Günəş sisteminin bəzi üzvləri uzun müddət ərzində az dəyişikliyə uğramış və onlar Günəş sisteminin yarandığı ilk dövrlərdəki maddə halını saxlamışlar. Bunlar əsasən uzun periodlu kometlərdir. Odur ki, bu kometləri öyrənməklə Günəş sisteminin hansı maddə formalarından yaranması haqqında fikir söyləmək olar. İndiki dövrdə kometləri öyrənmək üçün kosmik texnikadan istifadə imkanlarının olduğunu bilirik.

Bundan başqa biz §39-da gördük ki, xondrit növlü meteo-

ritlər Günəş və planetlər əmələ gəlməzdən əvvəl mövcud olan maddə formasında yaranmışlar. Bu ilkin maddə karbonlu xondritdir. Odur ki, bu meteoritləri öyrənmək də, Günəş sisteminin mənşəyini öyrənməyə kömək edə bilər. Aşağıda görəcəyik ki, karbonlu xondrit, hətta ulduz əmələgəlmə mexanizmini aydınlaşdırmaq probleminə də əhəmiyyət kəsb edir.

§78. Ulduzların mənşəyi və təkamülünün ilk mərhələsi

Müasir təsəvvürlərə görə ulduzlar, ulduzlararası fəzada olan qaz-toz mühitindən ibarət qeyri-bircins diffuz materiyanın qravitasiya sıxılması nəticəsində əmələ gəlir.

Ulduzların ulduzlararası mühitdə qeyri-bircins qaz-toz materiyasının qravitasiya sıxılması nəticəsində əmələ gəlməsi fikrini reallaşdıran müxtəlif dəlillər vardır. Bunlardan biri odur ki, cavan ulduzlar qalaktikaların spiral qollarında toplanmışdır; bu qollarda həm də qaz və tozlardan ibarət ulduzlararası diffuz maddə toplanmışdır. Diffuz mühiti qalaktikanın spiral qollarında saxlayan, qalaktikanın maqnit sahəsidir. Ulduzlar isə belə zəif maqnit sahəsi tərəfindən uzun müddət saxlana bilməz. Ona görə də, yaşlı ulduzlar qalaktikanın qollarında saxlanıla bilməmiş və onlara biz bu yerlərdə təsadüf etmirik. Qalaktikanın spiral qollarındakı cavan ulduzlar isə bir neçə min ulduzdan ibarət kompleks təşkil edirlər. Bu kompleksi əhatə edən qaz-toz mühiti sürətlə genişlənərək kompleksdən uzaqlaşır. Bu o deməkdir ki, böyük sürətlə genişlənən qaz-toz kütləsi əvvəllər çox sıx kütləyə malik olmuşdur. Diffuz qaz-toz maddəsindən ulduz və onların kompleksinin əmələ gəlməsi üçün bu maddə ağırlıq qüvvəsinin təsiri ilə sıxılmalıdır. Belə sıxılma qravitasiya kollapsı adlanır. Qravitasiya kollapsının baş verməsi üçün baxılan həcmdə kütlə müəyyən böhran qiymətinə malik olmalıdır. Bu böhran kütlənin özü isə mühitin temperaturundan, sıxlığından və orta nisbi molekulyar kütləsindən asılıdır. Bu məsələyə ilk dəfə inglis astronomu Cins baxmışdır. Cinsə görə mühitdə maddələrin bərabər paylanması hər hansı səbəb nəticəsində

pozularsa, yaranan qeyri-bircinsliyin inkişaf etməsi, yəni bu mühitdə sıxılmağa başlayan həcmənin sıxılmaqda davam etməsi, bir sözlə qravitasiya kollapsının olması üçün bu qeyri-bircinslik müəyyən şərti ödəməlidir. Bu şərt-Cins kriterisi adlanır. Qeyri-bircinsliyin Cins böhran ölçüsü λ_j olsun. Bu ölçü $P_q = A\rho T/\mu$ qaz təzyiqi ilə $P_G = Gm/\lambda_j^4$ ağırlıq qüvvəsi təzyiqi arasındakı tarazlıq şərtindən tapılır. ($P_q > P_G$ olarsa qaz təzyiqinin təsiri ilə genişlənmə başlandı və qeyri-bircinslik yox olardı). $P_G = G\rho^2 \lambda_j^2$ olduğunu nəzərə alaraq $A\rho T/\mu = G\rho^2 \lambda_j^2$ bərabərliyindən

$$\lambda_j = \sqrt{AT/(G\mu\rho)} \quad (78.1)$$

ifadəsini alırıq. Cins dayanıqsızlığı nəticəsində $\sim \lambda_j^3$ həcmində $m \approx \lambda_j^3 \rho$ kütləsinin sıxılması baş verir.

$$m \equiv \sqrt{A^3 T^3 / (G^3 \mu^3 \rho)} \cong 4 \cdot 10^{22} \sqrt{T^3 / \rho},$$

yaxud

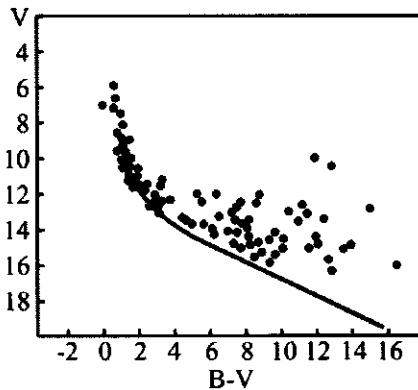
$$m \approx 2 \cdot 10^{-11} m_{\odot} \sqrt{T^3 / \rho} \quad (78.2)$$

olur. (78.2)-dən görürük ki, qaz-toz buludunun ölçüsü ~ 1 ps, kütləsi $m \approx m_{\odot}$, temperaturu bir neçə on dərəcə olarsa, o, sıxıla bilməz, çünki bu halda qaz təzyiqi məxsusi ağırlıq qüvvəsi ilə tarazlaşar. Belə qaz-toz buludları çox müşahidə olunur. Əgər qaz-toz buludunun ölçüsü onlarla parsek, kütləsi minlərlə Günəş kütləsi, temperaturu isə onlarla dərəcə olarsa, (78.2) şərtinə əsasən belə buludda qravitasiya dayanıqsızlığı baş verər və dumanlıq sıxılar. Bu sıxılma zamanı qravitasiya enerjisinin bir qismi dumanlığın qızmasına sərf olunur. Hesablamalar göstərir ki, qaz-toz kompleksi bu istiliyi dərhal infraqırmızı şüalanmaya çevirir. Mühit özü infraqırmızı şüalanmaya tam şəffaf olduğundan həmin infraqırmızı şüalanma sıxılmaqda olan dumanlığı maneəsiz tərk edir. Beləliklə, dumanlığın infraqırmızı şüalanması nəticəsində soyuması ilə qravitasiya sıxılması nəticəsində qızması, demək olar ki, bir-birini tarazlayır. Sıxılma nəticəsində cins kriterisi daha kiçik kütlə üçün ödənilir; bu kütlə son mərhə-

lədə Günəş kütləsi tərtibdə ola bilər. Qaz-toz kompleksinin ilkin kütləsi kifayət qədər böyük olduqda sıxılma ilə yanaşı dumanlıqda ayrı-ayrı mərkəzlərə parçalanma baş verir və hər belə mərkəz sıxılmaqda davam edərək son nəticədə ulduza çevrilir. Qravitasiya kollapsı başlayan anda protoulduz yaranır. Protoulduzun sıxılmaqda davam etməsi üçün sıxılma nəticəsində yaranan istilik, mühiti tərək etməlidir; əks halda qaz təzyiqi böyüyərək sıxılmanın qabağını alardı. Yuxarıda dedik ki, protoulduz infraqırmızı şüalara tam şəffafdır. Odur ki, protoulduz güclü infraqırmızı şüalanma mənbəyi olmalıdır.

Müşahidələr göstərir ki, ulduzlararası qaz-toz komplekslərində güclü infraqırmızı şüalanma mənbələri vardır. Bunlar bu obyektleri kəşf edən alimlərin şərafinə Xerbiq-Aro obyektləri adlanır. Protoulduzların H_2O və OH molekullarının mazer şüalanması mənbələri olduğunu bilirik. Bu o deməkdir ki, protoulduzun sıxılmaqda, davam etməsi üçün şərait vardır. Protoulduz sıxıldıqca nəhayət müəyyən anda onun sıxlığı o qədər böyük qiymət alır ki, mühit infraqırmızı şüalara qeyri-şəffaf olur, sonrakı sıxılmalar isə protoulduzun güclü qızmasına gətirib çıxarır. Qızma nəticəsində protoulduzdakı tozlar dağılır, molekullar dissosiasiya edir və buradakı qeyri-şəffaflıq daha da artır, protoulduz isə daha böyük sürətlə qızır. Kütləsi $m \approx m_{\odot}$ olan protoulduz üçün bu mərhələ, radius $R \approx 10^5 R_{\odot}$ və işıqlıq $L \approx 10^3 L_{\odot}$ olanda başlayır. Bu zaman protoulduzun şüalanması hələ də infraqırmızı oblastda olur. Bundan sonrakı sıxılma zamanı protoulduzun işıqlığı kəskin azalır. Çünki qravitasiya enerjisi molekulların dissosiasiyasına, atomların ionlaşmasına və mühitin qızmasına sərf olunur. $R \approx 10^3 R_{\odot}$ olan kimi ulduzun işıqlığı $400 L_{\odot}$ -ə qədər zəifləyir. Bu mərhələdə ulduzun parlaqlığı çox dəyişkən olur. Protoulduzun qeyri-şəffaflığı sürətlə artır, nəticədə enerji təkcə şüalanmanın köçürülməsi yolu ilə üst qatlara ötürülə bilmir və beləliklə, konveksiya yaranır. T Buğa tipli ulduzların inkişafı dediyimiz mərhələyə çox bənzəyir (bax: §59). Bildiyimiz kimi bu ulduzların parlaqlığı çox qeyri-müntəzəm dəyişir; hətta belə hesab edirlər ki, bu ulduzlarda hələ istilik-nüvə reaksiyaları başlanmayıb və onların enerji mənbəyi hələ

ki, qravitasiya sıxılmasıdır. Burası da maraqlıdır ki, bu ulduzlar "Fil xortumu"na bənzəyən dumanlığın baş hissəsində yerləşirlər. Bir mülahizəyə görə protoulduzların əcdadları parlaq dumanlıq fonunda müşahidə olunan tutqun dairəvi qlobullar və nazik zolaq şəklində parlaq dumanlığa çiv kimi daxil olan "Fil xortumu" adlanan törəmələrdir. T Buğa tipli ulduzların yuxarıda bəhs etdiyimiz mərhələdə olmasına başqa bir sübut, onların Herssprunq-Ressel diaqramındakı yerləridir. Məlumdur ki, bu ulduzlar həmin diaqramda baş ardıcılığın aşağı hissəsində normal ulduzlardan üstdə yerləşirlər (bax: şəkil 82). Qaz-toz kompleksində olan bu ulduzların T assosiasiyalarında olması da yuxarıda bəhs etdiyimiz ulduzəmələgəlmə modelinin doğru olmasına bir sübutdur. Bu dediklərimizi NGS 6530 ulduz topası üçün "rəng göstəricisi-ulduz ölçüsü" diaqramından da aydın görürük (şəkil 95). Burada abssis oxu üzərində $B-V$ rəng göstəricisi, ordinat oxu üzərində sarı şüalarda V ulduz ölçüsü qeyd olunmuşdur. Bu şəkildə təqribən diaqonal üzrə çəkilən xətt baş ardıcılığın təsviridir. $(B-V) > 0$ nöqtələrinə uyğun ulduzlar əsasən T Buğa tipli ulduzlardır.



Şəkil 95. NGS 6530 çox cavan ulduz topası üçün "rəng göstəricisi-ulduz ölçüsü" diaqramı.

Şəkildən görürük ki, bu ulduzlar baş ardıcılığın aşağı hissəsində ondan üstdədirlər, yəni hələ sıxılmaqda davam edən cavan ulduzlardır. NGS 6530 topası, güman ki, 10 milyon il əv-

vəl əmələ gəlmişdir. Bu topanın böyük kütləyə malik olan ulduzları baş ardıcılığın O və B siniflərinə çevrilmiş, nisbətən kiçik kütləli ulduzları isə hələ qravitasiya sıxılması mərhələsindədir.

Protoulduzun sıxılması yavaş-yavaş belə, temperatur böyüməkdə davam edir; nəhayət temperatur, hidrogenin heliuma sintezi ilə nəticələnən istilik-nüvə reaksiyalarının getməsi üçün lazım olan dərəcəyə çatır (buna qədər temperaturun azacıq kiçik qiymətlərində deuterium, sonra litium, berillium "yanır". Bu vaxt ulduz, kütləsinin qiymətindən asılı olaraq, baş ardıcılığın müəyyən bir yerinə çıxır (kütlə kiçik olduqca baş ardıcılığın daha aşağı hissəsinə çıxmaqla). Beləliklə, baş ardıcılıq, nüvəsində hidrogenin "yanmağa" başladığı andan etibarən müxtəlif kütləyə malik olan ulduzların həndəsi yeridir. Hesablamalar göstərir ki, protogünəşin $R=10^3 R_{\odot}$ -dən $R=R_{\odot}$ radiusa qədər sıxılması üçün 20 milyon il lazımdır (ümumiyyətlə, qravitasiya sıxılması prosesi protogünəşdə 50 milyon il davam etmişdir). Protoulduzun kütləsi böyük olduqca onun baş ardıcılığa çıxma təkamülü də sürətli olur: $m=m_{\odot}$ kütləli protoulduzun baş ardıcılığa çıxması üçün $6 \cdot 10^4$ il, $m=0,5m_{\odot}$ kütləli protoulduz üçün isə $1,5 \cdot 10^8$ il lazımdır.

§79. Ulduzların baş ardıcılıqdan çıxması.

Ulduzların təkamülünün son mərhələsi

Hidrogenin heliuma sintezi ilə nəticələnən istilik-nüvə reaksiyalarının növü ulduzun nüvəsindəki temperaturdan, nüvənin temperaturu isə ulduzun kütləsindən asılıdır (bax: §52). Bilirik ki, baş ardıcılığın böyük kütləyə malik ulduzlarının, yəni baş ardıcılığın isti ulduzlarının nüvəsində əsasən karbon-azot dövrüyyəsindən ibarət reaksiyalar gedir; bu ardıcılığın kiçik kütləli ulduzlarının, yəni soyuq ulduzlarının nüvəsində isə proton-proton dövrüyyəsindən ibarət reaksiyalar gedir. Odur ki, baş ardıcılığın böyük kütləli və isti ulduzları bu ardıcılığı daha tez tərk edirlər. Ulduzun baş ardıcılıqda qalma müddətinin onun kütləsindən asılı olması təbiidir. Çünki ulduzun işıqlığı kütlə-

dən $L \sim m^4$, enerji ehtiyatı isə $\varepsilon \sim m$ kimi asılıdır; odur ki, ulduzun baş ardıcılıqda qalma müddəti

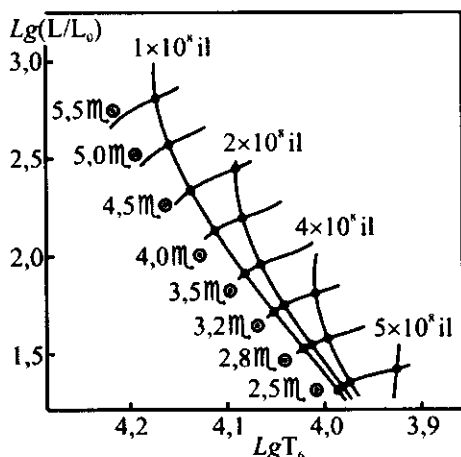
$$t = \varepsilon/L \approx 1,3 \cdot 10^{10} (m_0/m)^3 \quad (79.1)$$

düsturu vasitəsilə qiymətləndirilir.

Bundan əvvəlki paraqrafda və indi dediklərimiz, 14-cü cədvəldə ümumiləşdirilmişdir.

Bu cədvəldə kütlə, radius və işıqlıq Günəşin uyğun parametrləri vahidlərində verilmişdir.

Dedik ki, istilik-nüvə reaksiyaları baş ardıcılığın ulduzlarının nüvəsində gedir. Zaman keçdikcə nüvədə maddələr daim bir-birinə qarışır. Hidrogen "yandıqca" konvektiv nüvə radius və kütləcə kiçilir. Hesablamalar göstərir ki, bu proses spektr-işıqlıq diaqramı üzrə ulduzun tədricən sağa tərəf yerdəyişməsi ilə müşayiət olunur; belə yerdəyişmə böyük kütləli ulduzda daha sürətlə getdiyindən baş ardıcılığın yuxarı hissəsi tədricən sağa tərəf əyilir. 96-cı şəkildə müxtəlif kütləyə malik ulduzların zamandan asılı olaraq baş ardıcılıqdan yerdəyişməsi təsvir olunmuşdur. Nüvədə hidrogen tamamilə heliuma çevrildə ulduzun ikinci təkamül mərhələsi qurtarır, yəni *ulduz baş ardıcılıqdan çıxır*.



Şəkil 96. Müxtəlif kütləyə malik olan ulduzların zamandan asılı olaraq baş ardıcılıqdan sürüşməsi.

Nüvədə hidrogen tamamilə heliuma çevriləndən sonra istilik nüvə reaksiyaları konvektiv nüvənin xarici sərhədində nazik qatda başlayır. Bu onunla əlaqədardır ki, ulduzun mərkəzində hidrogen tükəndikcə qeyri-şəffaflıq da tədricən kiçilir; proses ulduzun arası kəsilmədən yenidən qurulması ilə müşayiət olunur, yəni ulduzun nüvəsi sıxılır, örtüyü isə genişlənir. Bu zaman potensial enerjinin bir qismi istiliyə çevrilir və nüvədə temperatur böyüyür. Lakin bu temperatur heliumun "yanması" üçün kifayət etmir; nüvə çox sıxılaraq (350 kq/sm^3 -a qədər) cırlaşmış heliumdan ibarət olur; örtük genişləndiyindən ulduzun işıqlığı sürətlə böyüyür və kütləsindən asılı olaraq o, *qırmızı nəhəngə* və ya *ifrat nəhəngə* çevrilir. Beləliklə də ulduz baş ardıcılığı tərk edir.

Əlbəttə, bu təkamül sxemi yeganə sxem deyildir. Belə ki, nüvətrafi nazik halqada hidrogen heliuma çevrildikcə oradakı heliumdan ibarət kütlə böyüməlidir. Bu isə öz növbəsində ağırlıq qüvvəsini böyütməli, sıxlıq və temperaturu yüksəltməlidir. Bu halda enerji təkcə şüaköçürmə yolu ilə deyil, həm də konveksiya yolu ilə ötürülür. Sıxlıq və temperaturun artması o vaxtadək davam edir ki, daha ağır elementlərin sintezi başlayır. $T \cdot 10^8$ dərəcə temperaturda $3 \cdot {}^4\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C}$ reaksiyaları gedir, temperaturun daha böyük qiymətlərində isə oksigen, neon və s. atomlar əmələ gəlir. Bu zaman böyük enerji ayrılır və həmin enerji, nüvənin sıxılmasını dayandırır. İstilik-nüvə sintez reaksiyaları dəmir atomları əmələ gəlməyə kimi davam edir; daha ağır elementlərin əmələ gəlməsi enerji sərfi tələb etdiyindən ulduz soyuyur.

Dedik ki, ulduzun nüvəsində hidrogen yanıb qurtarandan sonra kütləsindən asılı olaraq, o, qırmızı nəhəngə çevrilərək baş ardıcılığı tərk edir.

Ulduzun kütləsi $m < 1,2m_{\odot}$ olarsa, nüvədə hidrogen tükənmədən sonra ulduz sıxılmağa başlayır. Bir neçə on min ildə nüvənin radiusu bir neçə min kilometr, sıxlığı 1 sm^3 -də yüzlərlə kiloqram olur. Bu mərhələdə nüvənin sıxılması dayanır, çünki cırlaşmış nüvədə qaz-təzyiqi qravitasiya ilə tarazlaşır; bu təkamül yolu sonda ulduzun ağ cırdana çevrilərək baş ardıcılığı

tərk etməsi ilə nəticələnir və eyni zamanda ulduzun geniş örtüyü atılır. Əgər ulduz örtüyü saxlayırsa, bildiyimiz kimi o, qırmızı nəhəng və ya ifrat nəhəngə (kütlədən asılı olaraq) çevrilir və yenə də baş ardıcılığı tərk edir.

Cədvəl 14

Ulduzların qravitasiya sıxılması və onların baş ardıcılıqda qalması müddətləri

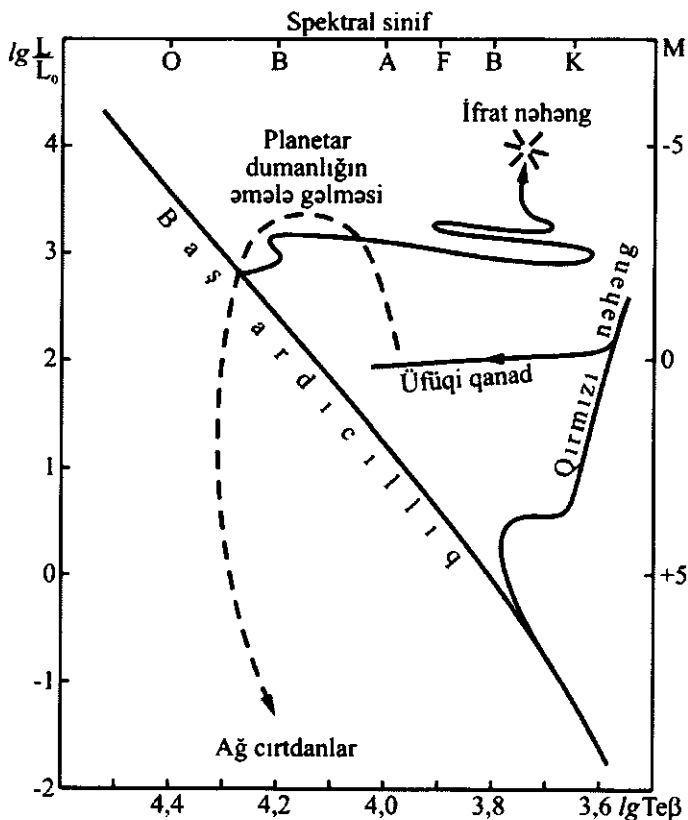
Spektral sinif	Kütlə	Radius	İşıqlıq	Müddət, illərdə	
				Qravitasiya sıxılması	Baş ardıcılıqda qalması
B ₀	17,8	7,4	20000	$1,1 \cdot 10^5$	$1,1 \cdot 10^7$
B ₅	6,4	3,8	800	$6,8 \cdot 20^5$	$1,0 \cdot 10^8$
A ₀	3,2	2,5	80	$2,6 \cdot 10^6$	$5,1 \cdot 10^8$
A ₅	1,9	1,7	20	$5,3 \cdot 10^6$	$1,2 \cdot 10^9$
F ₀	1,7	1,35	6,3	$1,7 \cdot 10^7$	$3,5 \cdot 10^9$
F ₅	1,3	1,20	2,5	$2,8 \cdot 10^7$	$6,7 \cdot 10^9$
G ₀	1,10	1,05	1,2	$4,8 \cdot 10^7$	$1,2 \cdot 10^{10}$
(Günəş)	1,00	1,00	1,0	$5 \cdot 10^7$	$1,3 \cdot 10^{10}$
G ₅	0,93	0,93	0,79	$5,5 \cdot 10^7$	$1,5 \cdot 10^{10}$
K ₀	0,78	0,85	0,46	$8,9 \cdot 10^7$	$2,5 \cdot 10^{10}$
K ₅	0,69	0,74	0,06	$1,0 \cdot 10^9$	$1,5 \cdot 10^{11}$

Əslində örtüyünü atan ulduz, mərkəzində ağ cırtıdan, yaxud Volf-Raye tipli ulduz olan planetar dumanlıq olur. Genişlənmən dumanlıq bir neçə on min ildən sonra ulduzlararası fəzaya yayılır, ağ cırtıdan özü isə yüz milyon illər qravitasiya sıxılması dövründə topladığı istilik enerjisini şüalandırır.

97-ci şəkildə $m=m_{\odot}$ və $m=5m_{\odot}$ kütləli ulduzların Hersşprunq-Ressel diaqramında təkamül yolları sxemi təsvir olunmuşdur. Burada qırıq xətlə $m=1m_{\odot}$ kütləli ulduzun planetar dumanlığa və ağ cırtıdana çevrilməsinin təkamül istiqaməti sxematik olaraq göstərilmişdir.

Ulduzun kütləsi $1,2 < m \leq 5m_{\odot}$ olarsa, böyük kütləli nüvə sıxılarkən onun temperaturu yüzlərlə milyon, hətta milyardlarla dərəcəyə qalxır. Məsələn, $m=2m_{\odot}$ kütləli ulduzun nüvəsi sıxılıanda təmiz heliumdan ibarət olan nüvənin temperaturu $1,7 \cdot 10^9$ dərəcəyə qalxır. Belə nüvədə silisium əmələ gələndə qədər istilik-nüvə reaksiyaları gedir. "Spektr-ışığı" diaqramında nüvə-

sində hidrogeni yanıb qurtaran ulduz sağa, yuxarıya sürüşərək qırmızı nəhəng və ya ifrat nəhəngə çevrilir (şəkil 97). Ulduzun kütləsi $m > 5m_{\odot}$ olduqda nüvə sıxılarkən temperatur $2 \cdot 10^8$ dərəcəyə çatanda orada helium yanmağa başlayır və ulduzun üst qatlarında dəyişiklik baş verir: örtükdə konveksiya dayanır və ulduzun ölçüsü əhəmiyyətli dərəcədə kiçilir.



Şəkil 97. Kütlələri $m = m_{\odot}$ və $m = 5m_{\odot}$ olan ulduzların Hersprung-Ressel diaqramında təkamül yolları.

"Spektr-ışıqlıq" diaqramında ulduz yüz min illərlə üfüqi istiqamətdə baş ardıcılığa qədər sola sürüşür. Nüvədə helium tükənəndə nüvə yenidən sıxılır və yenidən güclü konveksiya

örtüyü yaranır. Ulduz yenidən sağ tərəfə, yəni qırmızı ifrat nəhənglər oblastına sürüşür. Bu proses bir neçə dəfə təkrarlanır; nəhayət, "spektr-işıqlıq" diaqramında ilgək cızmaqla təkamül yolu keçən ulduzun daxili quruluşunda yenidən dəyişiklik baş verir – ulduzda dayanıqsızlıq yaranır, o, döyünən ulduza çevrilir. Döyünən-dəyişən ulduzların "spektr-işıqlıq" diaqramında tutduqları yerlərlə yuxarıdakı nəzəri hesablamaların nəticələri üst-üstə düşür (bax: §57 və §82).

Biz §52-də ulduzların daxilindəki fiziki şəraitdən bəhs etmişik. Orada gördük ki, ulduzun ilkin kütləsindən asılı olaraq onun təkamülü müxtəlif yollarla gedir. Məsələn, ulduzun ilkin kütləsi $m < 1,2m_{\odot}$ olanda, o, təkamülün son mərhələsində *ağ cırtdana* çevrilir. İlkin kütlə $m < 3m_{\odot}$ olanda isə ulduz *neytron ulduzuna* çevrilir. Ulduzun ilkin kütləsi $m > 3m_{\odot}$ olanda təkamülün son mərhələsində ulduz *qara çuxura* çevrilə bilər.

Neytron ulduzlarının əmələ gəlməsi ilə əlaqədar olaraq bir təfsilatı yadımıza salaq: neytron ulduzu əmələ gələndə ulduzun sıxılması çox böyük sürətlə olur, çünki belə sıxılmanın qabağını alan heç bir maneə olmur. Bu cür sıxılma, yəni kollaps zamanı ulduzun üst qatları onun nüvəsi ilə toqquşur və nəticədə yuxarıya doğru yayılan güclü zərbə dalğası əmələ gəlir. Bu zaman ulduzun örtüyü güclü partlayış nəticəsində kənara atılır – *ifrat yeni yaranır. Bununla əlaqədar olaraq belə hesab etmək olar ki, ulduzlararası fəzanı ulduz mərhələsi keçmiş maddə ilə təchiz edən əsas mənbə ifrat yenilərin alışmasıdır; ikinci yol, ulduzun sakit yolla örtüyünü atmasıdır, günəş küləyi tipli maddə axınıdır və s.*

Kimyevi elementlərin mənşəyi ulduzların təkamülü ilə sıxı sürətdə əlaqədardır. Biz növbəti fəsildə (IX fəsildə) görəcəyik ki, genişlənən Kainatın təkamülünün ilk mərhələsində ancaq hidrogen və helium yaranmışdır. Odur ki, digər elementlər ulduzların mənşəyi və təkamülünün, yəni yaranıb, inkişaf edib, çevrilib yenidən yaranması kimi proseslərin məhsuludur. Bu elementlərin yaranma mexanizmləri isə ulduzların daxilində gedən müxtəlif növ istilik-nüvə reaksiyalarıdır. Beləliklə, əmələ gələn ağır nüvələr gələcəkdə yaranacaq ulduzların aqreqtı

olur. Bundan ötrü ulduz partlamalı və onun ağır nüvələrlə zəngin maddəsi ulduzlararası fəzaya yayılmalıdır. Burada ən ehtimalı yol, yuxarıda qeyd etdiyimiz kimi, ifrat yeninin alışmasıdır; ikinci yol ulduzun sakit halda örtüyünü itirməsidir. Ulduzların bu iki təkamül yolu bildiyimiz kimi onların kütləsindən asılıdır. Ağır elementlərlə zəngin olan maddənin sonrakı inkişafı ulduzəmələgəlmə prosesi ilə nəticələnə bilər. Bu yolla yaranan ulduzlar əvvəlkindən fərqli olaraq ağır kimyəvi elementlərlə daha zəngin olmalıdır. Bu ulduzun təkamülü isə ulduzun daxilində gedən istilik-nüvə reaksiyasının növündən asılı olaraq daha ağır elementlərin yaranması ilə nəticələnə bilər. Belə ardıcılıqla gedən inkişaf Kainatda getdikcə daha ağır elementlərin yaranması və yeni nəsllə ulduzlarının əmələ gəlməsi ilə nəticələnə bilər. Bizim Günəş ikinci nəsllə ulduzudur, yəni Günəş, artıq bir dəfə ulduz mərhələsi keçmiş maddədən – aqreqatdan yaranmışdır.

Aydındır ki, ən qoca ulduz ilk nəsllə, ən cavan ulduz isə son nəsllə aiddir. Birincilər yüngül kimyəvi elementlərlə, ikincilər isə ağır kimyəvi elementlərlə zəngin olmalıdırlar.

Biz bu məsələyə qalaktikaların mənşəyindən danışanda yenə qayıdacağıq.

§80. Ulduz topalarının yaşı

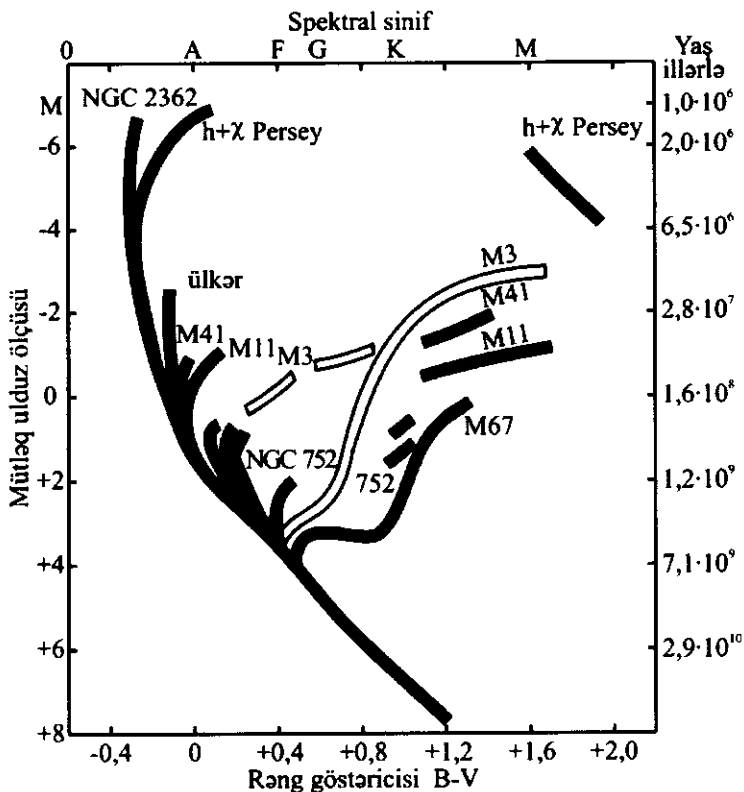
Ayrı-ayrı ulduzların yaşını düzgün təyin etmək mümkün deyil. Hətta ulduzun kütlə, radius və işıqlığı dəqiq məlum olduqda belə onun yaşını dəqiq təyin etmək mümkün olmur. Bunun səbəbi ulduzun yaşında əhəmiyyətli rol oynayan bir sıra amillərin dəqiq nəzərə alınmasının qeyri-mümkün olmasıdır. Bunlar ulduzun kimyəvi tərkibi, fırlanması, maqnit sahəsi və s. kimi amillərdir.

Topalara daxil olan ulduzlara gəlincə burada məsələ xeyli asanlaşır. Çünki hər bir topada ulduzların eyni vaxtda əmələ gəlməsi şübhə doğurmur. Odur ki, topanın yaşını təyin edə bilsək oradakı ulduzların yaşını təyin etmiş oluruq. Bu məsələni həll etmək üçün "spektr-ışıqlıq" diaqramı qurulur. Bu zaman

məlum olur ki, hər bir topa əmələ gələndə onun ulduzları baş ardıcılığın bütün intervalını, yəni bütün spektral sinifləri əhatə edir. Bilirik ki, ardıcılığın isti ulduzları həm də kütləcə böyük olduqlarından onların baş ardıcılıqda qalma müddətləri ən qısa, əksinə soyuq ulduzlarınki (kiçik kütləniniki) ən uzun olur. Odur ki, ən əvvəl baş ardıcılığın isti ulduzları (ardıcılığın yuxarı hissəsindəki ulduzlar) nəhəng və ya ifrat nəhənglər olan yerə tərəf sürüşürlər. Baş ardıcılığın yuxarı hissəsində bu əyilmə nöqtəsinin vəziyyətini bilməklə topanın yaşını müəyyən etmək olur: əgər əyilmə yoxdursa, yəni topanın bütün ulduzları hələ baş ardıcılıqdadırsa, topa yeni əmələ gəlmişdir (məsələn, deyirik ki, topanın yaşı ən çox 10^7 ildir); əyilmə varsa, əyilmə nöqtəsinə uyğun ulduz kütləsini bilərək (79.1) düsturundan onun baş ardıcılıqda qalma müddətini tapa bilirik. Bu qayda ilə ulduz topasının yaşı haqda məlumat əldə edilir.

Açıq ulduz topaları üçün qurulmuş Herssprunq-Ressel diaqramlarının tədqiqi göstərir ki, bu topaların əksər ulduzları baş ardıcılıqdadır; başqa sözlə, topanın çox az sayda ulduzları təkamül prosesində baş ardıcılığı tərk etmiş, nəhəng və ya ifrat nəhənglər oblastlarına keçmişdir. Biz bunu §64 və 91-ci şəkildə gördük. Kürəvi ulduz topalarında vəziyyət bunun əksinədir: bu topalar üçün Herssprunq-Ressel diaqramında baş ardıcılığın yuxarı hissəsində kürəvi topaların ulduzlarından, demək olar ki, yoxdur, ardıcılığın təqribən orta hissəsində isə ulduzlar nəhəng və ifrat nəhənglərə doğru şaquli istiqamətdə sürüşüblər. Bu dəlillər göstirir ki, kürəvi ulduz topaları açıq ulduz topalarına nisbətən yaşlıdırlar.

Dediklərimiz 98-ci şəkildə daha aydın görünür. Bu şəkildə bir neçə açıq ulduz topası və bir kürəvi topa üçün Herssprunq-Ressel diaqramı təsvir olunmuşdur. Diaqramda açıq topalar qara zolaqla, kürəvi topa ağ zolaqla göstərilmişdir. Absis oxunda ($B-V$) rəng göstəricisi və spektral siniflər, ordinat oxunda mütləq ulduz ölçüsü və illərlə topaların yaşı göstərilmişdir. Şəkildən görürük ki, NGC2362 açıq ulduz topasının ulduzlarının hamısı baş ardıcılıqda yerləşirlər, yəni bu topa ən cavandır.



Şəkil 98. Bizim Qalaktikanın 9 açıq ulduz topası və bir kürəvi ulduz topasının Hersprung-Ressel diaqramında təkamül sxemləri.

Bu diaqramda Perseyin h və χ topasının isti ulduzları artıq baş ardıcılığı tərk edərək nəhənglərə tərəf sürüşmüşlər, yəni bu topa bir qədər yaşlıdır. Şəkildə təsvir olunan ən qocaman açıq ulduz topası $M\ 67$ -dir; baş ardıcılığın $F8$ -ə qədər yuxarı hissəsində bu topanın heç bir ulduzu yoxdur, ardıcılığın aşağı yarısındakı ulduzlar isə nəhənglərə tərəf sürüşməkdədirlər, yəni $F8$ ulduzları artıq baş ardıcılığı tərk edirlər. Bu ulduzların kütləsi $1,1m_{\odot}$ olduğundan (79.1)-ə əsasən topanın yaşı üçün 10^{10} il alırıq. Beləliklə, ən qocaman açıq ulduz topasının yaşı 10 milyard ildir. Yaşı $\sim 10^7$ il olan daha "cavan" açıq topalara isə çox təsadüf edilir.

M92 kürəvi ulduz topası üçün Hersşprung-Ressel diaqramından görünür ki, bu topanın yaşı 10^{10} ildir. Kürəvi topalar Qalaktikanın sferik alt sistemində yerləşdiklərindən belə nəticəyə gəlmək olar ki, sferik altsistemə daxil olan obyektler müstəvi altsistemə daxil olan obyektlərdən yaşıdır. Ən cavan (yaşı 10 milyon ildən kiçik olan) açıq ulduz topaları Qalaktikalarn spiral qollarında yerləşirlər. Əslində belə də olmalıdır, çünki ən cavan ulduzlar, o cümlədən *T* Buğa tipli dəyişən ulduzlar da Qalaktikanın spiral qollarında yerləşirlər; bilirik ki, qaz-toz kompleksləri də əsasən buradadırlar.

Açıq topalar üçün qırmızı nəhənglərin şəxəsi kürəvi topalarinkinə nisbətən aşağıdan, baş ardıcılığın şəxəsi isə yuxarıdan keçir. Nəzəri olaraq bu dəlilləri kürəvi topalarda ağır elementlərin nisbi miqdarının az olması ilə izah etmək olar. Sferik və müstəvi altsistemlərin ulduzlarının kimyəvi tərkibinin təyini göstərir ki, birincilərdə doğrudan da ağır elementlər azdır.

Bu paraqrafda deyilənlərdən belə bir ümumi nəticəyə gəlmək olar ki, ulduz topalarının yaşı ilə əlaqədar olaraq topaların ulduzlarının daxili quruluşu və təkamülü nəzəriyyəsinə əsaslanan nəticələrlə müşahidələr üst-üstə düşür.

§81. Sıx qoşa ulduzların təkamül xüsusiyyətləri

Biz §54-də qoşa ulduzlardan, o cümlədən sıx qoşa ulduzlardan bəhs edəndə dedik ki, sıx qoşa sistemlərin əksəriyyətinin komponentlərindən biri subnəhəng, digəri baş ardıcılığın normal ulduzlarındandır. Hər belə sistemdə subnəhəngin kütləsi normal ulduzunkindən kiçikdir. Hər bir qoşa sistemin eyni vaxtda əmələ gəlməsi şübhəsizdir. Digər tərəfdən isə keçən paraqrafda gördük ki, baş ardıcılıqdan nəhənglərə tərəf sürüşmə böyük kütləyə malik ulduzlarda daha tez başlayır. Müqayisə ilk baxışda bizi ziddiyyətə gətirir. Lakin burada əslində heç bir ziddiyyət yoxdur: sıx qoşanın subnəhəng komponenti qoşa sistemin yaranmasının başlanğıc mərhələsində kütləcə böyük olub; təkamülünün sonrakı mərhələlərində subnəhəngin nüvəsində hidrogen yandıqca onun nüvəsi sıxılır, örtüyü isə şişir.

Subnəhəng komponentin xarici örtüyü genişlənmə prosesində Roş böhran səthi ilə hüdudlanmış boşluğu doldurur və bundan sonra böhran səthindən ikinci komponentə kütlə axını başlayır. Nəticədə subnəhəng komponentin kütləsi kiçilir, normal komponentin kütləsi isə artır. Bu ona gətirir ki, subnəhəng peykə, normal ulduz isə baş ulduza çevrilir. Bu qayda ilə təkamül prosesində sıx qoşa sistemlərin komponentləri arasında "rolların" dəyişməsi baş verir. Sıx qoşa sistemlərdə subnəhəng ulduzlar kütləcə kiçik olsalar da onların işıqlığı digər komponentdən 3^m ulduz ölçüsü qədər böyükdür. Bu dəlili onunla izah etmək olar ki, belə subnəhəngin xarici örtüyü heliumla zəngindir. Bu səbədən xarici qatların şəffaflığı artır. Nəticədə ulduzun daxili isti qatlarının şüalanması ulduzu asanlıqla tərk edir. Sıx qoşa sistemlərdə komponentlər arasında rolların dəyişməsinə əsasən onların müşahidə olunan xüsusiyyətlərini o vaxt izah etmək olar ki, komponentlər arasında effektiv kütlə mübadiləsi müddəti ulduzun baş ardıcılıqda qalma müddətindən xeyli qısa olsun. Əks halda normal adlanan komponent daha əlavə kütlə almaqla təkamül prosesinin sürətlənməsi hesabına baş ardıcılığı daha tez tərk edərdi. Qeyd etmək lazımdır ki, sıx qoşalarda rolların dəyişməsi bir neçə dəfə təkrar ola bilər: başlanğıcda kütləcə böyük komponent olan subnəhəng hesabına Roş fəzası dolur və bu komponentdən ikinciyə maddə axır, ikincinin kütləsi böyüyür, subnəhənginki kiçilir, nəticədə subnəhəng peyk, baş ardıcılıqdakı komponent baş ulduz olur; sonra proses tərsinə gedir – baş ardıcılıqdakı komponentdən peykə – subnəhəngə doğru maddə axır və subnəhəng yenidən kütləcə böyüyərək baş ulduza, ardıcılıqdakı komponent isə peykə çevrilir və bu qayda ilə sıx qoşanın komponentlərinin rolları təkrar-təkrar dəyişir. Nəzəri hesablamalara görə kütlə mübadiləsi bir neçə on və ya yüz min il davam edir. $m_1=5m_{\odot}$ və $m_2=4m_{\odot}$, aralarındakı məsafə $a=13,8R_{\odot}$ olan sıx qoşa sistemə baxaq. Bu sistemdə əvvəlcə birinci ulduzun təkamülü tək ulduzunki kimi olur: ulduzun kütləsi böyük olduğundan baş ardıcılıqda qalma müddəti tez qurtarır və o, Hersşprung-Ressel diaqramında nəhəng ulduzlara tərəf sürüşür, tezliklə bu ulduz genişlənmə prosesində öz Roş

boşluğunu doldurur, bundan sonra həmin ulduzdan ikinci komponentə maddə axır, nəticədə ikinci komponentin kütləsi xeyli böyüyür, birincininki isə müvafiq olaraq kiçilir ($\sim 0,94m_{\odot}$ olur). Bu ulduz Hersşprung-Ressel diaqramında baş ardıcılığa, demək olar ki, paralel qalmaqla aşağı düşür, işıqlığı 10 dəfə azalır. Bundan sonra həmin ulduz diaqramda yuxarı sürüşür və əvvəlki işıqlığına çatır, daha sonra tədricən sola tərəf sürüşərək ağ cırdan oblastına keçir. Bu prosesdə ikinci komponentin kütləsi iki dəfə böyüyür və baş ardıcılıq üzrə diaqramda yuxarı sürüşür.

Belə təkamül prosesində qoşa sistemi təşkil edən hər iki komponentin kütləsinin xeyli qismi təkamül nəticəsində ulduzlararası fəzaya səpilir.

Biz yeni ulduzlardan bəhs edəndə onların alışma mexanizmini bu ulduzların sıx qoşalığı ilə əlaqələndirdik. Dedik ki, bu ulduzlar sıx qoşa olduqlarından ağ cırdan komponentə digər komponentdən maddə axır və əsasən hidrogendən ibarət olan bu maddə çox isti ağ cırdanın səthində istilik-nüvə reaksiyaları nəticəsində "yanır". Hesablamalara görə ağ cırdan komponentə $10^{-3}m_{\odot}$ qədər maddə axarsa, ulduzun səthində yaranan temperatur və sıxlıq şəraiti karbon-azot dövriyyəli istilik-nüvə reaksiyalarının getməsi üçün tamamilə kifayətdir. Ağ cırdanın səthində bu qayda ilə hasil olan istilik enerjisi kənara ləng ötürülür. Bu səbəbdən ulduzun örtüyündə istilik dayanıqsızlığı yaranır, partlayış baş verir və örtük zərbə dalğasının təsiri ilə ulduzdan ayrılır. Bu mexanizm yeni ulduzların müşahidə olunan alışma gücünü və həmçinin təkrar yenilərin alışmasını izah edir.

Biz ulduzların mənşəyi və təkamülündən bəhs edərkən onların kütlə, radius və işıqlığı kimi ən mühüm parametrlərini nəzərə aldıq. Lakin maqnit sahəsinin rolundan danışmadıq. Məlumdur ki, O , B , A siniflərinə məxsus isti ulduzlar böyük fırlanma sürətinə malikdirlər. F sinfindən soyuq siniflərə məxsus ulduzların fırlanma sürətləri kiçik olduğundan onların fırlanma sürətlərini yüksək dəqiqliklə tapmaq çətindir. Bilirik ki, Günəşin fırlanma xətti sürəti onun ekvatorunda cəmi 2 km/san -dir. Müşahidələrdən məlumdur ki, ulduzlararası qaz-toz komplekslərində ayrı-ayrı buludlar bir-birlərinə nisbətən 1 km/san sürətlə

hərəkət edir. Odur ki, belə buludlardan əmələ gələn protoulduz müəyyən hərəkət miqdarı momentinə malik olmalıdır. Protoulduz sıxıldıqca onun fırlanma sürəti böyüməlidir. Əgər bu sürət $v = \sqrt{Gm/R}$ böhran sürətindən böyük olarsa, onda belə konfigurasiya ulduza çevrilə bilməz, o, qəlpələnər. Beləliklə, ulduzəmələgəlmə prosesində protoulduzun hərəkət miqdarı momentinin müəyyən hissəsi ondan ayrılmalıdır. Bu ayrılmaya səbəb protoulduzun qonşuluğundakı seyrək mühitdə "dondurulmuş" maqnit qüvvə xətləri vasitəsilə hərəkət miqdarı momentinin bir qisminin köçürülməsidir. Hərəkət miqdarı momentinin ətrafa verilməsi protoulduzun müəyyən qədər sıxılmasına kimi davam etməli, sonra isə kəsilməlidir. İsti ulduzlarda hərəkət miqdarı momentinin xeyli hissəsi qaldığından bu ulduzlar sürətlə fırlanırlar (kütlədən asılı olmayaraq). Soyuq ulduzlarda isə hərəkət miqdarı momentinin əsas hissəsi ondan ayrılır. Məsələn, Günəş kimi soyuq ulduzda hərəkət miqdarı momentinin cəmi 2%-i qalıb, qalan 98%-i planetlərə verilib. Günəş sistemi əmələ gələn anda olan hərəkət miqdarı momentini tamamilə Günəşdə saxlasaydı indi o, 100 km/san sürətlə fırlanardı. *Əgər bütün soyuq ulduzlar hərəkət miqdarı momentinin az hissəsini özlərində saxlamaq hesabına kiçik sürətlə fırlanırlarsa, onda onların da planet sistemləri olmalıdır. Bu şərt daxilində bizim Qalaktikada xeyli planet sisteminin varlığı sanki reallaşır...*

§82. Qalaktikaların əmələ gəlməsi

Hesab edirlər ki, qalaktikalar, genişlənən Kainatda hidrogen və heliumdan ibarət qeyri-bircins qaz buludlarından əmələ gəlmişlər. Bizim Qalaktikanın orta sıxlığı $\rho \approx 10^{-24} q/sm^3$ -dur. Əgər Qalaktikanın yarandığı mühitin sıxlığı belə olarsa, onda $m = 10^{11} m_{\odot}$ kütləyə malik mühitin sıxılaraq Qalaktikaya çevrilməsi üçün temperatur $T \approx 10^6 K$ olmalıdır (bax: 78.2). Temperaturun kiçik qiymətində nisbətən kiçik kütlə sıxılmalı idi və onda Bizim Qalaktikadan kütləcə kiçik qalaktika yaranardı. Digər tərəfdən isə biz IX fəsildə görəcəyik ki, genişlənən Kainat $10^{-24} q/sm^3$ sıxlığa $\sim 7 \cdot 10^{14} san \approx 2 \cdot 10^7$ ildən sonra çatmışdırsa

(bax: §86), bu anda temperatur $10^6 K$ deyil, $500 K$ olmalıdır. Bu temperatura isə (78.2) düsturuna əsasən nisbətən kiçik kütləli ($\sim 10^6 m_{\odot}$) qalaktika uyğun gəlir. Odur ki, qalaktikaların yaranma mənşəyini genişlənən Kainat nəzəriyyəsinə əsasən izah etmək üçün fərz edirik ki, $t \approx 2 \cdot 10^7$ il anında genişlənən Kainatda Bizim Qalaktikanın yarandığı fəzada mühitin temperaturunu $10^6 K$ -ə qaldıran və hələlik bizə məlum olmayan müəyyən proses baş vermişdir.

§83. Planet kosmoqoniyasının elementləri

Bu fəslin girişində qeyd etdik ki, Günəş sisteminin mənşəyi məsələsi kosmoqoniyanın ən çətin və hələ tam həll olunmamış məsələsidir. Bunun səbəbi bu sistemin çox rəngarəng olması və hələlik başqa planet sistemlərinin bilavasitə müşahidə edilməməsidir. Günəş sisteminin mənşəyi və təkamülü problemini çətinləşdirən bir cəhət də burada olduqca müxtəlif amilləri nəzərə almağın zəruri olmasıdır. Bu amillər maqnit sahəsi, protoplanet buludunda turbuləntlik, istilik və qravitasiya dayanıqsızlığı effektləri, qaz komponentinin dissipasiyası, protogünəşin fırlanmasındakı qeyri-bircinslik və başqa amillərdir. Bu amillər Günəş və planet əmələgəlmə prosesində çox əhəmiyyətli rol oynamalıdır. Günəş sisteminin əmələgəlmə prosesini modelləşdirərkən bu amilləri tam nəzərə almaq hələ mümkün deyildir. Nəhayət, problemi çətinləşdirən amillərdən biri də Günəş sisteminin mənşəyi məsələsinə kompleks baxmağın zəruri olmasıdır.

Günəş sisteminin mənşəyi haqqında ilk kosmoqonik hipotezlər. Hələ Dekart 1644-cü ildə belə bir fərziyyə irəli sürmüşdür ki, Günəş sistemi qaz və toz buludlarından əmələ gəlmişdir.

1755-ci ildə alman filosofu Amanuel Kant Günəş sisteminin mənşəyinə aid fərziyyə verdi. Bu fərziyyəyə görə qaz-toz buludlarının mərkəzində Günəş, kənarlarında isə planetlər əmələ gəlmişdir. Günəş sisteminin əmələ gəlməsi haqqında elmi fikir də o vaxtdan başlamışdır. Lakin Kantın fərziyyəsini inkişaf

etdirmək üçün atom nəzəriyyəsi, termodinamika, qazların kinetik nəzəriyyəsi, kimyəvi elementlərin təkamülü nəzəriyyəsi (anlayışı) olmalı idi. Bunlar isə çox sonralar yarandı.

Kantın hipotezindən fərqli bir hipotezi 1796-cı ildə məşhur Fransız riyaziyyatçısı və astronomu Laplas verdi. O, planetlərin əmələ gəlməsində dumanlığın fırlanmasına xüsusi əhəmiyyət verdi. Bu, lap yerinə düşdü. Doğrudan da fərz edək ki, müəyyən kütləyə malik sıxılan sferik qaz-toz dumanlığı fırlanır. Bu dumanlığın mərkəzindən r məsafədə m_0 kütlə elementinin ω bucaq sürəti ilə fırlandığını qəbul edək. Bu elementin hərəkət miqdarı momenti

$$I = m_0 \omega r^2$$

olar. Əgər $I = \text{const}$ olarsa, dumanlıq sıxılanda ω sürətlə böyüməlidir. Dumanlığın tam kütləsi m olarsa, onun m_0 kütlə elementi ilə qarşılıqlı cazibə qüvvəsi.

$$F_1 = G \frac{mm_0}{r^2},$$

mərkəzəqaçma qüvvəsi isə

$$F_2 = m_0 \omega^2 r = \frac{I^2}{m_0 r^3}$$

olar. F_1 və F_2 -nin müqayisəsindən aydındır ki, dumanlıq fırlanırkən sıxılarsa mərkəzəqaçma qüvvəsi cazibə qüvvəsinə nisbətən sürətlə böyüməlidir. $F_1 = F_2$ olanda fırlanma dayanıqsızlığı əmlə gələr. Bu halda dumanlıq mərciyəbənzər yastı və uzunsov şəkil alar, onun ekvatorundan (fırlanma oxuna perpendikulyar müstəvisindən) maddə ayrılır. Nəticədə dumanlığın ekvator müstəvisində ayrılan maddələrdən ibarət müxtəlif radiuslu halqalar əmələ gələr (Saturn halqaları kimi). Laplasa görə ayrı-ayrı halqaların sonrakı konsentrasiyasından Günəş sisteminin planetləri əmələ gəlmişdir.

Kant və xüsusilə Laplas hipotezlərinin elementləri müasir planet kosmoqoniyasında öz əksini tapır. Burada Günəş və planetlərin qaz-toz dumanlığından bir yerdə əmələ gəlməsi ideyası, fırlanma dayanıqsızlığı nəzərdə tutulur. Beləliklə, Kant və

Laplas hipotezləri təkcə tarixi maraq cəhətdən deyil, həm də müasir planet kosmoqoniyası baxımından əhəmiyyətlidir.

Bilirik ki, Günəş sistemində hərəkət miqdarı momentinin 98%-i planetlərdə, cəmi 2%-i isə Günəşdə toplanmışdır. Əgər hərəkət miqdarı momentini vahid kütləyə aid etsəydik, yəni xüsusi bucaq momentinə baxsaydıq, onda planetlərin payına düşən hərəkət miqdarı momenti Günəşin payına düşəndən 50 dəfə deyil, bundan min dəfə çox, yəni 50000 dəfə böyük olardı. Kant və Laplas hipotezləri bunu izah edə bilməzdi. Çünki bu hipotezlərə əsasən ilkin dumanlığın bütün kütlə elementləri eyni hüquqludur, yəni hərəkət miqdarı momentləri kütlələrə görə bərabər paylanmalı idi. Belə olduqda Günəşin payına daha çox impuls momenti düşərdi; çünki Günəşin kütləsi planetlərin hamısının kütləsindən 750 dəfə böyükdür.

Günəş sisteminin mənşəyi və ilk təkamülü haqqında müasir təsəvvürlər. Günəş sisteminin mənşəyi nəzəriyyəsində aşağıdakı dəlillər nəzərdə tutulmalıdır:

1. Merkuri müstəsna olmaqla bütün planetlərin orbit müstəviləri ekliptikaya, yaxud Günəş ekvatoruna çox yaxındırlar - çox az meyillidirlər;

2. Merkuri müstəsna olmaqla bütün planetlərin orbitləri dairəyə çox yaxındırlar; Merkuri də daxil bütün planetlər Günəşin fırlanma istiqamətində onun ətrafına dolanırlar;

3. Venera və Uran müstəsna olmaqla qalan planetlərin öz oxları ətrafında fırlanmaları Günəş ətrafında dolanmaları istiqamətdədir;

4. Neptun müstəsna olmaqla planetlərin Günəşdən məsafələri Titsius-Bode empirik qaydasına tabedirlər;

5. Planetlərin bütövlükdə kütləsi Günəşinkindən 750 dəfə kiçik olsa da hərəkət miqdarı momentinin 98%-i onların payına düşür;

6. Fiziki xüsusiyyətləri, kimyəvi tərkibləri, kütlə və ölçülərinə görə planetlər bir-birindən kəskin fərqlənən iki qrupa bölünürlər – Yer qrupu planetləri və Yupiter qrupu planetləri, yaxud nəhəng planetlər;

7. Planet peyklərinin böyük əksəriyyəti öz planetlərinin ekvatoruna yaxın müstəvilərdə dairəyə yaxın orbitlər üzrə pla-

netin fırlanması istiqamətində dolanırlar.

Günəş sisteminin mənşəyi və təkamülü nəzəriyyəsi yuxarıda göstərilən xüsusiyyətləri və ümumiyyətlə, bütövlükdə Günəş sisteminin xüsusiyyətlərinin bütün incəliklərini izah etməlidir. Belə nəzəriyyə hələlik yoxdur. Lakin müəyyən ardıcılıqla baş verə bilən elə proseslər mümkündür ki, onlar Günəş sisteminin mənşəyi və ilk təkamülü nəzəriyyəsini qurmaq üçün imkanlar açır. Bunlar aşağıdakılardır:

1. H_2 , H_2O , OH və başqa molekulardan və toz zərrəciklərindən ibarət ulduzlararası maddənin qaz-toz buludlarında sıxılması. Ola bilsin ki, bu sıxılma həmin dumanlığın yaxınlığında ifrat yeni ulduzun partlaması nəticəsində yayılan zərbə dalğalarının təsiri ilə başlanmışdır. Burada ulduzlarla planetlərin mənşəyində ümumilik özünü bir çox cəhətdən göstərir. Belə ki, ulduzun əmələgəlməsində qravitasiya kollapsı əsədirsə, onda bu kollapsa səbəb ola bilən hadisə ilə bu hadisədən törəyən başqa cəhətdə ümumilik olmalıdır: ilkin sıxılmaya səbəb ifrat yeninin partlaması nəticəsində yayılan zərbə dalğasıdırsa, onda bu partlayışın məhsulundan əmələ gələn obyektlər də olmalıdır: belə obyektlər xondrit növlü meteorit ola bilər. Doğrudan da, karbonlu xondritin tərkibində ^{26}Mg izotopu vardır (özü də artıqlaması ilə); bu izotop isə az yaşayan ^{26}Al izotopunun parçalanmasından yaranır; ^{26}Al izotopu Kainat obyektləri içərisində, ancaq ifrat yeni ulduzların alışması zamanı atılan yüksək temperaturlu örtükdə yarana bilər. Deməli, karbonlu xondrit əmələ gələn dövrdə Kainatın bu oblastında (1-10 ps radiuslu sferada) ifrat yeninin partladığını gözləmək olar.

Bu partlayışdan yaranan zərbə dalğası ulduzlararası qaz-toz mühitində böhran sıxlıqdan böyük sıxlaşma əmələ gəlməsinə səbəb olar və nəticədə qravitasiya kollapsı başlayar.

2. Yuxarıdakı yolla sıxılan qaz-toz buludlarının ulduz kütləsi tərtibdə olanlarından ulduzlar və onların sistemləri əmələ gələ bilər. Buludlar ayrı-ayrı hissələrə (fragmentlərə) parçalananda bu hissələrdən Günəş və onun planetləri yarana bilər. Hər bir fragmentin özü isə sıxlaşma mərkəzinə malik ola bilər və belə fragment planet və onun peyk sistemini əmələ gətirə bilər.

Burada nəzərə almaq lazımdır ki, hər bir belə fraqmentin cazibə mərkəzi akkresiya mərkəzi olur, onun ətrafında əlavə kütlə toplanır.

3. Mərkəzi sıxlaşmanın kütləsi $0,1m_{\odot}$ olanda maddə qeyri-şəffaf olur, temperatur böyüyür və toz buxarlanır. Bu fraqment sıxılma başlayandan 10^4 - 10^5 il sonra yaranır. Tozlar buxarlanıb qurtaran kimi hidrogen molekulları dissosiasiya etməyə başlayırlar. Bu zaman çox qısa müddətdə (10-100 ildə) mərkəzi sıxlaşma güclənir və protoulduz (protogünəş) yaranır. Protogünəş əmələ gəldəndən sonra akkresiya davam edir, onun kütlə və radiusu böyüyür və 10^5 ildən sonra protogünəşin kütləsi indiki kütləyə çatır, radiusu ~ 100 dəfə indikindən böyük olur. Bundan sonra akkresiya dayanır, qravitasiya sıxılması başlayır. Bu proseslə yanaşı mərkəzində protogünəş olan diskə bənzər qaz-toz dumanlığı da yaranır; bu, protoplanet dumanlığıdır. Ola bilsin ki, protoplanet diski fırlanma dayanıqsızlığı nəticəsində protogünəşlə eyni zamanda yaranır; lakin protoplanet dumanlığında akkresiya uzun müddət davam edir. Müxtəlif akkresiya nəzəriyyələrinə görə protoplanet dumanlığının maksimum kütləsi $(0,01 \div 2) m_{\odot}$ arasında olur. Ola bilsin ki, disk şəklində olan protoplanet dumanlığı halqavari saxlansın. Protodumanlığın xarici hissəsində nəhəng planetlər formalaşır-yaranmağa başlayır. Bu yaranma yolu da protogünəşinki kimi olur: hər bir nəhəng protoplanetin ətrafında disk yaranır və bu diskdən də sonradan peyklər əmələ gəlir. Protoulduz əmələ gələrkən buxarlanan qaz sonra yenidən protoplanet disklərinə geri tökülür və yenidən bərk faza halına keçir. Buna kondensasiya prosesi deyilir. Bu proses nəticəsində adi xondritlər (meteorit növləri) və onların ayrı-ayrı hissələri yaranır.

Bəs nə üçün hərəkət miqdarı momentinin 98%-i planetlərin payına düşür? Müasir modellərdə qəbul edilir ki, protoplanet dumanlığında qaz qismən ionlaşma halında olur və protogünəş güclü maqnit sahəsinə malikdir. Plazma ilə maqnit sahəsinin qarşılıqlı təsirindən hərəkət miqdarı momentini protogünəşdən protoplanet dumanlığına köçürən qaz axımları yaranır.

4. Növbəti təkamül dövrü 10^8 il davam edir. Protogünəşin

(protoulduzun) qravitasiya sıxılması davam edir. Bu prosesin başlanğıc dövründə protoulduz T. Buğa tipli qeyri-stasionar ulduzlar mərhələsində olur. Protoulduzun (protogünəşin) ölçüləri tədricən kiçilir və indiki ölçüyə çatır. Güclü ulduz küləkləri protoplanet dumanlığının daxili qatlarından qaz və tozu kənara üfürür, protoplanet dumanlığının kənar hissələrində nəhəng planetlərin formalaşması davam edir.

Protoplanet dumanlığının toz maddəsi aralıq müstəvidə kondensasiya olur, toz hissəcikləri mühit sıxlaşdıqca daha tez-tez toqquşaraq iri zərrəciklər yaradır, bərk cisimlərin akkumulyasiyası (toplanması) davam edir. Bu yolla yaranan asteroidlərə bənzər qəlpələr gələcək böyük planetlərin rüşeymləri olur. Nəhayət, bir neçə böyük bərk cism qəlpələri əmələ gəlir və bunlar gələcək yer qrupuna daxil olan protoplanetlərə çevrilirlər. Bunlar toqquşma nəticəsində həm birləşir, həm də əksər halda dağılırlar. Belə dağılma müxtəlif kütləli meteorların yaranmasına səbəb olur.

Yer 10^6 il və ya daha kiçik (10^5 il) vaxt ərzində formalaşaraq indiki hala çatmışdır. Venera ola bilsin ki, daha sürətlə formalaşmışdır. Akkresiya dövrü, Yer tipli planetlərin əmələ gəlmə prosesində ən təlatümlü dövr olub; planet səthinə akkresiya edən iri kütləli cisimlər nəhəng kraterlər əmələ gətirmiş, planetin səthində böyük kütləli maddə ətraf fəzaya atılmış, bir sözlə planetin səthi daim böyük dəyişikliyə məruz qalmışdır. Bu proses protoplanet yaranandan sonra yarım milyard il davam etmişdir. Bir mülahizəyə görə əvvəlcə ağır və gec əriyən elementlər (məsələn, dəmir) akkresiya etmiş, sonra isə silikat mantiya yaranmışdır.

Yer qrupu planetlərin mənşəyinə aid yuxarıdakı təsvir yeganə deyil. Başqa bir mülahizəyə görə bu planetlərin ilkini iri protoplanetlər olub, sonra həmin cisimlər Günəşin sarsıdıcı təsirindən qaz örtüklərini itirmişlər. Nəhəng planetlərə gəlincə onların da protoplanetləri çox nəhəng olub; lakin bu protoplanetlərin bərk maddəsinin xeyli hissəsinin Günəş sistemindən kənara atıldığı güman olunur.

Planetlərin öz oxları ətrafında fırlanma istiqamətləri və sürətləri statistik yolla təyin edilir. Protoplanet üzərinə düşən ən

iri cismin kütləsinə əsasən, gələcək planetin fırlanma oxunun orbit müstəvisinə meylini tapmaq olur. Məsələn, Yer üçün bu cismin kütləsi 0,001 yer kütləsinə bərabər olmalıdır. Uranın fırlanma oxunun orbit müstəvisi ilə 98° bucaq əmələ gətirməsi Yupiter və Saturnun bu planetə təsirinə nəticəsidir. Belə ki, bu planetlərin protoplanet mərhələsinin ilk dövrlərində həmin protoplanetlərin kütləsi (2-3) yer kütləsinə çatanda daha kiçik protoplanetlərin hərəkətini sarsıtmışlar və bu kiçik protoplanetlərin xeyli qismi böyük sürət alaraq Günəş sistemini tərk etmişlər; protouran təsadüfən bunlardan biri ilə toqquşmuş və nəticədə tərsinə fırlanmağa başlamışdır. Uranın səthinə düşən ən böyük cismin kütləsi 0,07 planet kütləsinə bərabər olmuşdur.

Nəhəng planetlərin protoplanetləri nəinki Marsla Yupiter arasında böyük planet əmələ gəlməsinə mane olmuşlar, onlar, həmçinin Uranın nisbətən kiçik kütləyə malik olmasına da səbəb olmuşlar. Ayrı-ayrı parçaların yerə düşməsi və Yerə sıxılması planetin nüvəsinin sıxılmasına gətirib çıxarmışdır. Bundan sonra radioaktiv parçalanma nəticəsində planetin daxili qatlarının qızması güclənmişdir. Bu yolla istilik ayrılması ağır elementlərin aşağı keçməsinə səbəb olmuş, faza keçidləri baş vermişdir. Bu proses təqribən bir milyard il davam etmişdir. Protayerin ilk dövrlərində, o, hər birinin radiusu $100km$ olan kiçik peyklərlə əhatə olunmuşdur. Sonra protayerdən 10 yer radiusu qədər məsafədə həmin peyklərdən Ay əmələ gəlmişdir. Daha sonra isə qabarma qüvvəsinin təsiri ilə Ay tədricən yerdən uzaqlaşmış, yerin fırlanma sürəti isə kiçilmişdir. Bu proseslər çox yavaş da olsa indi də davam edir.

Planet sisteminin mənşəyi haqqında indiki mülahizələrə əsasən əldə edilən əsas nəticələrdən biri də ondan ibarətdir ki, Qalaktikada planet sistemi olan xeyli ulduz olmalıdır. Onda belə sual meydana çıxır: başqa planet sistemlərində canlı varlıq, o cümlədən şüurlu varlıq varmı və o çoxmu yayılmışdır? Güman etmək olar ki, belə varlıq vardır və çox yayılmışdır. Əlbəttə, yalnız güman etmək olar. Həqiqətdə belə olmaya da bilər. Bu çox maraqlı suala cavab vermək üçün hazırda geniş elmi axtarışlar aparılır və problem *Yerdənkənar sivilizasiyanın axtarışı* adlanır.

IX FƏSİL. KOSMOLOGİYANIN ELEMENTLERİ

§84. Kosmologiyanın məşğul olduğu məsələlər və əsas prinsipləri

Kosmologiyada Kainatın quruluşu, onun vahid bir obyekt kimi fizikası, mənşəyi, təkamülü və bütövlükdə inkişafının qanunauyğunluqları öyrənilir. Kosmologiyada kainat dedikdə Metaqalaktika, daha geniş mənada isə müşahidələr və onların ümumiləşdirmələri əsasında asrtronomiya elminin öyrəndiyi Kainat nəzərdə tutulur. Bu kainat *Asrtronomik Kainat* adlanır. Beləliklə, *kosmologiyada Asrtronomik Kainat öyrənilir.*

Kosmologiya problemlərinin həllində astrofizika, ulduzlar astronomiyası, o cümlədən, əlbəttə, Qalaktikadankənar astronomiya müşahidə və tədqiqatlarının nəticələrindən geniş istifadə olunur. Astronomik müşahidələr kosmologiyanın əsasını təşkil edir. Kosmologiyanın nəzəri əsaslarını isə fizikanın ümumi qanunları təşkil edir. Bu qanunlar nisbilik nəzəriyyəsiindən çıxan qanunlar, atom və nüvə fizikası, elementar zərrəciklər fizikası, elektrodinamika, hidrodinamika, maqnitohidrodinamika, plazma fizikasının müxtəlif sahələrini əhatə edən qanunlardır.

Kosmologiyada ən çətin cəhət orasıdır ki, hazırda Astronomik Kainat hesab edilən Metaqalaktika onun ayrı-ayrı hissələrinin sadəcə sintezi deyildir.

Biz hələlik Metaqalaktikanın ayrı-ayrı obyektləri haqqında bildiklərimizi bütöv Metaqalaktikaya, hətta daha geniş Kainata ekstrapolyasiya edirik və fərz etməli oluruq ki, fundamental fizika qanunları bütöv Kainata da tətbiq edilə bilər.

Kosmologiyanın istinad etdiyi əsas müşahidə dəlilləri aşağıdakılardır:

Metaqalaktikada qalaktika topaları və ifrat topalar eə paylanılmışlar ki, Metaqalaktikanın ayrı-ayrı fəza hissələrində orta sıxlıq eynidir və bu fəza hissələrinin hər birinin ölçüsü Metaqalaktikadan çox-çox kiçik, məhəlli (lokal) qeyri-bircins oblastların ölçülərindən isə çox-çox böyükdür (50-100 Mps-lə ölçülür). Məhəlli qeyri-bircinsliklər ulduzlar və onların sistemləri

ilə əlaqədardır. Məsələn, biz bilirik ki, hər bir qalaktikada qalaktikanın kiçik bir hissəsi olan ulduz topalarında ulduzlar qeyri-bərabər paylanıblar. Qalaktikaların və hətta onların topalarının da qeyri-bircins olduğunu bilirik.

Metaqalaktikanın bircins olması göstərir ki, Kainat fəzasında hər yerdə maddənin sıxlığı eynidir. İzotropluq isə göstərir ki, Kainat fəzasının fiziki xüsusiyyətləri bütün istiqamətlərdə eynidir.

Kainatın izotropluğunu sübut edən iki növ müşahidə dəlili vardır:

1) Habl göstərmişdir ki, Zeeliger teoremi

$$N(m+n)/N(m) = 4^n$$

bütün istiqamətlərdə doğrudur;

2) Qalaktikaların uzaqlaşması bütün istiqamətlərdə eyni qanuna tabedir.

Beləliklə, kosmologiyada Kainat genişlənən hesab edilir. Bu isə Kainatın *qeyri-stasionar* olduğunu göstərir.

Kainatın bircins və izotrop olması fərziyyəsi kosmoloji prinsip adlanır.

Kainatın qeyri-stasionar olması fikrinə gələnədək kosmologiyada böyük çətinlik var idi. Bu çətinlik iki paradoksla (anlaşılmazlıqla) əlaqədar idi. Bunlar fotometrik və qravitasiya paradoksları adı ilə məşhurdurlar. Bu paradokslar Eynşteynin ümumi nisbilik nəzəriyyəsi və ya relyativist qravitasiya nəzəriyyəsi vasitəsilə aradan qalxır. Bu paradokslarla tanış olaq.

Fotometrik paradoks İsveçrədə 1744-cü ildə Şezo, çox sonralar – 1826-cı ildə isə Almaniyada Olbers tərəfindən ümumiləşdirilmiş şəkildə irəli sürülmüşdür. Şezo-Olbers paradoksunun mahiyyəti belədir: Əgər sonsuz fəza ulduzlarla bərabər dolmuşsa, onda istənilən istiqamətə yönəlmiş baxış şuası gəc-gez müəyyən bir ulduzdan keçməlidir. Obyektin intensivliyi (parlaqlığı) ona qədər məsafədən asılı olmadığından göy bütün istiqamətlərdə Günəş diski kimi parlaq obyektlərlə tam örtülmüş kimi işıqlanardı. Əslində isə bütün Kainat fəzası – Metaqalaktika qaranlıqdır. Bu nədən irəli gəlir? Ulduzlararası mühitdə sualanmanın udulması da fotometrik paradoksu izah edə bilmir,

çünkü udulan şualar gec-tez yenidən şualanmalıdır. Lakin əgər obyektlər (qalaktikalar) bir-birindən uzaqlaşarsa, onda qırmızı sürüşmə nəticəsində onların müşahidə olunan enerjiləri kiçilməli və beləliklə, zəifləməlidir və hətta optik şualarda onlar görünməz olmalıdırlar. Aydınadır ki, onda fotometrik paradoks da olmaz.

Qravitasiya paradoksu Almaniyada XIX əsrdə Neyman və Zelliger tərəfindən söylənilmişdir: Maddə ilə bərabər doldurulmuş sonsuz Kainatın ixtiyari nöqtəsində, Nyutonun ümumdünya cazibə qanununa əsasən, qravitasiya qüvvəsini birqiymətli hesablamaq olmaz. Doğrudan da, əgər nümunə kütləsinin yerləşdiyi nöqtə konsentrik qatlardan ibarət sferanın mərkəzində olarsa, bu sferanın nümunə kütləsi tərəfindən cazibə qüvvəsi sıfır olar; əgər nümunə kütləsi olan nöqtə konsentrik qatlardan ibarət sferanın mərkəzindən r məsafədə yerləşərsə, bu sferanın kütləsinə nümunə kütləsi tərəfindən cazibə qüvvəsi, r radiuslu kürənin onun səthindəki nümunə kütləsini cəzb etmə qüvvəsi ilə təyin olunur. Bu qeyri-birqiymətlilik qravitasiya paradoksu adlandırılmışdır. Bu paradoks onunla əlaqədardır ki, Nyutonun qravitasiya nəzəriyyəsini bütövlükdə Kainata, həmçinin Metaqalaktikaya tətbiq etmək olmaz. Çünki Nyuton qravitasiya nəzəriyyəsində cazibə qüvvəsinin Evklid fəzasında ani yayıldığı qəbul edilir (əyriliyi sıfır olan fəza Evklid fəzasıdır). Sonsuz Kainat fəzasında isə nəhəng kütlələr paylandığından Eynşteynin ümumi nisbilik nəzəriyyəsinə görə əyrilik-evklid fəzasından kənara çıxır (aşağıya, §85-ə bax); digər tərəfdən isə çox uzaq qalaktikalar işıq sürətinə yaxın sürətlə bir-birindən uzaqlaşır. Buradan aydın olur ki, böyük miqyaslı məsafələrdə qravitasiya qarşılıqlı təsirini öyrənmək üçün Nyutonun qravitasiya nəzəriyyəsinə deyil, Eynşteynin ümumi nisbilik nəzəriyyəsinə relyativist qravitasiya nəzəriyyəsinə istinad etmək lazımdır. Bu halda Nyuton mexanikasının məhdudluğundan doğan qravitasiya paradoksu öz mahiyyətini itirir.

Eynşteyn tərəfindən 1916-cı ildə verilmiş ümumi nisbilik nəzəriyyəsi onun 1905-ci ildə irəli sürdüyü xüsusi nisbilik nəzəriyyəsinin ümumiləşdirilməsidir. Xüsusi nisbilik nəzəriyyə-

sində yalnız inersial hesablaşma sistemləri nəzərdə tutulur; məsələn, xüsusi nisbilik nəzəriyyəsində Dopler qırmızı sürüşməsinə, hərəkət edən hesablaşma sistemində vaxtın ləngiməsinin nəticəsi kimi baxılır; ümumi nisbilik nəzəriyyəsində isə bu xüsusi nəzəriyyə ümumiləşdirilərək oraya təcilli hərəkət, cazibə (qaravitasiya) və ətalət (inersiya) daxil edilir; məsələn, ümumi nisbilik nəzəriyyəsinə görə kütləsi kifayət qədər böyük olan cismin ətrafında fəza Evklid fəzası olmur, o, əyilir.

Eynşteynin nisbilik nəzəriyyəsi kosmologiyada yeni mərhələ oldu. Statik Kainat üçün əsas kosmoloji tənliklər Eynşteyn tərəfindən alınmış və həll edilmişdir. Sonra -1922-ci ildə məşhur rus riyaziyyatçısı A.A.Fridman məsələni daha ümumi şəkildə Kainatın statik olmadığını əsas qəbul etməklə həll etmişdir. Daha sonralar məlum oldu ki, bəzi mühüm kosmoloji nəticələri Nyuton tənliklərindəndə almaq olar. Əlbəttə, kosmologiya problemlərinin tam həlli yalnız Eynşteynin ümumi nisbilik nəzəriyyəsi vasitəsilə mümkündür.

§85. Nyutonun qaravitasiya nəzəriyyəsinə əsaslanan bircins izotrop Kainat modeli. Relyativist kosmologiya

Mürəkkəb proseslərlə zəngin olan təbiət obyektlərini öyrənməyin effektiv üsullarından biri modelləşdirmədir. Obyektin modelləşdirilməsi o deməkdir ki, bu obyekt haqqında müşahidədən (yaxud təcrübədən) alınan məlumatlara əsən, yaxud qəbul edilənlərə görə bu obyektə aid qalan parametrlər və onların zaman və məkanda dəyişməsi riyazi hesablanır və nəzəri fizikanın köməyiylə izah olunur. Bundan sonra alınan nəticələr müşahidələrlə tutuşdurulur.

Bircins və izotrop Kainat modelinə baxaq. Ümumi nisbilik nəzəriyyəsi çərçivəsində bircins və izotrop Kainat modelinə ilk dəfə A.A.Fridman baxmışdır. O göstərmişdir ki, belə Kainat qeyri-stasionar olmalıdır. Beləliklə, o, qalaktikaların bir-birindən uşaqlaşmasını sübut edən müşahidələri nəzəri olaraq əsaslandırılmışdır.

Əvvəlcə bu modelə Nyutonun qaravitasiya nəzəriyyəsi

çərçivəsində baxaq. Nyutonun nəzəriyyəsinə əsaslanmaq üçün kütlə sonlu olmalıdır. Odur ki, Kainatın sonlu kütlə hissəsinə baxaq. Müşahidələrə əsasən iddia edirik ki, bu hissə qeyri-stasionardır – qalaktikalar bir-birindən uzaqlaşır. Ümumi şəkildə hesab edirik ki, baxılan Kainat hissəsində onu təşkil edən elementlərin qravitasiya cazibəsi nəticəsində həmin hissə sıxılmalı, yaxud bu hissənin kütləsi kifayət qədər kinetik enerji ehtiyatına malikdirsə, genişlənməlidir; genişlənmə qravitasiya qüvvələrinin təsiri ilə zaman keçdikcə tormozlanmalıdır.

Fridman modelinə görə t anında Kainatın istənilən iki obyektı arasındakı məsafə $r(t)=r_0R(t)$ vasitəsilə ifadə oluna bilər; burada r_0 -başlanğıc anda ($t-t_0$ vaxt fasiləsinin başlanğıcında) həmin iki obyekt arasındakı məsafə, $R(t)$ isə miqyas faktorudur. Yuxarıdakı münasibətin doğru olduğunu göstərmək üçün miqyas faktorunun zamandan asılılığının Kainatın genişlənməsini səciyyələndirdiyini göstərmək kifayətdir. Doğrudan da, bircinslik və izotropluğa əsasən r radiuslu sferanın bütün nöqtələri mərkəzdən eyni sürətlə uzaqlaşmalı olduğundan, bu sferanın radiusu zaman t -dən asılı olan miqyas faktoru R funksiyası ilə mütənasib böyüməlidir:

$$r(t)=r_0R(t) \quad (85.1)$$

Məsafənin dəyişmə sürəti Həbl qanununa əsasən

$$v(t) = \frac{1}{R} \frac{dR}{dt} r(t) = H(t)r(t) \quad (85.2)$$

münasibətindən tapılır.

Burada

$$H(t) = \frac{1}{R} \frac{dR}{dt} \quad (85.3)$$

Həbl sabitidir.

$H=0$ olanda genişlənmə yoxdur. Buna statik model deyilir. Lakin statik model dayanıqsızdır. Çünki başqa qüvvələr yoxdursa məxsusi qravitasiya sahəsində kütlə ya genişlənməli (kinetik enerji ehtiyatı potensial enerjiden böyük olanda), ya da sıxılmalıdır (potensial enerji kinetik enerji ehtiyatından böyük olanda).

Həbl sabitinin qiyməti

$$H \equiv 50 \frac{km}{san \cdot Mps} \quad (84.5)$$

olsun. r radiuslu sferanın m kütləsi sferanın hər bir nöqtəsində bərabər paylanmışdırsa, bu sferanın ρ sıxlığı ilə r və m arasında

$$m = \frac{4}{3} \pi r^3 \rho \quad (85.5)$$

əlaqəsi vardır. Bu sferanın sərhədində (səthində) vahid kütləyə uyğun gələn kinetik enerji $V^2/2$ və potensial enerji $-Gm/r$ olduğundan, enerjinin saxlanması qanununa əsasən bu iki enerjinin cəmi sabit olmalıdır:

$$\frac{1}{2}V^2 + (-Gm/r) = E_{tam} \quad (85.6)$$

Tam enerji $E > 0$ olarsa, genişlənmə sürəti r -in heç bir qiymətində sıfır ola bilməz, yəni genişlənmə qeyri-məhdud davam etməlidir. Bu halda miqyas faktoru $R(t)$ daim artır. Əksinə tam enerji $E < 0$ olarsa, genişlənmənin sürəti zaman keçdikcə azalmalı və nəhayət, sıfır olmalıdır və bundan sonra genişlənmə sıxılma ilə əvəz olunmalıdır. $V=0$ olan anda $R(t)$ ən böyük qiymətə çatır, sonra o azalan funksiyaya çevrilir. Bu iki kənar hallar arasında $E_{tam} = 0$ olur və bu halda genişlənmə qeyri-məhdud davam edir, lakin genişlənmə sürəti sıfıra yaxınlaşır; (85.6)-dan görürük ki, bu halda genişlənmə sürəti

$$V = \sqrt{2Gm/r} \quad (85.7)$$

olur ki, burada $V = V_n$ parabolik sürətdir.

(85.7) düsturunda (85.2) Həbl qanununu və (85.5)-i nəzərə alsaq, ρ sıxlığı üçün

$$\rho = \rho_0 = \frac{3H^2}{8\pi G} \quad (85.8)$$

-dur.

Bu, böhran sıxlığıdır; bu sıxlıq tam enerjinin $E_{tam} = 0$ halına uyğundur. (85.8)-dən görürük ki, böhran sıxlığı, r radiusundan asılı deyildir.

Bu o deməkdir ki, alınan nəticə istənilən böyük radius və

böyük miqyas üçün doğrudur. Böhran sıxlığı real sıxlıqla müqayisə edərək Kainatın qeyri-stasionarlıq xüsusiyyəti müəyyənləşdirilir:

1) əgər $\rho > \rho_0$ olarsa, Kainatın genişlənməsi müəyyən vaxtdan sonra sıxılma ilə əvəz olunmalıdır. Bu halda fəzanın həndəsi xüsusiyyətləri sferik həndəsə ilə, yəni müsbət əyriliyə malik fəza həndəsəsi ilə təyin olunur. Bu model qapalı Kainat modeli adlanır;

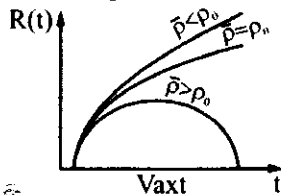
2) $\rho = \rho_0$ olarsa, Kainatın genişlənməsi qeyri-məhdud davam etməlidir. Bu halda fəzanın əyriliyi sıfır bərabərdir: bilir ki, əyriliyi sıfır olan fəza Evklid fəzası adlanır; beləliklə, $\rho = \rho_0$ olanda fəza Evklid həndəsəsi ilə təyin olunur;

3) $\rho < \rho_0$ olarsa Kainatın genişlənməsi zamana görə qeyri-məhduddur. Bu halda fəzanın əyriliyi mənfi olur; əyriliyi mənfi olan fəza Lobaçevski fəzası adlanır; beləliklə, $\rho < \rho_0$ olanda fəza Lobaçevski həndəsəsi ilə təyin olunur. $\rho \leq \rho_0$ halına uyğun model açıq Kainat modeli adlanır.

Kosmoloji modelin yuxarıdakı üç növü 99-cu şəkildə təsvir olunmuşdur.

Habl sabitinin hazırda qəbul olunmuş (85.2) qiymətində (85.8)-ə əsasən $\rho_0 = 5 \cdot 10^{-30} \text{ q/sm}^3$ olur.

Metaqalaktikadakı qalaktikaların sayını 10^{11} , bu qalaktikaların hər birinin orta kütləsini bizim Qalaktikaninkinə bərabər hesab etsək, ölçüsü 6000 Mps olan Metaqalaktikanın orta sıxlığı üçün $\rho_0 \approx 5 \cdot 10^{-31} \text{ q/sm}^3$ alarıq.



Şəkil 99. Kosmoloji modelin üç növü.

Metaqalaktikanın bu orta sıxlığının ρ_0 böhran sıxlığı ilə müqayisəsindən görürük ki, $\rho < \rho_0$, yəni Kainatın modeli mənfi əyriliyi olan fəza həndəsəsi ilə təsvir olunur və onun müşahidə olunan genişlənməsi qeyri-məhdud xarakter daşıyır. Lakin Kai-

natda sıxlığı təyin edərkən müşahidə olunan – şüalandıran kütlə nəzərə alınmışdır. Hazırda güman edilir ki, Kainatda müşahidə olunmayan (gizli) kütlələr də vardır. Bunlar çox kiçik işıqlığa malik kiçik kütləli ulduzlar və neytrinodur (əlbəttə, neytrionun sükunət kütləsinə malik olduğunu qəbul ediriksə). Əgər neytrionun sükunət kütləsinə malik olduğunu nəzərə alsaq, bu hesaba Kainatın kütləsi on dəfələrlə böyüməlidir.

Kainatda külli miqdarda neytrino vardır (bunlar Kainatın ilk genişlənmə dövründə əmələ gəlmişlər). Belə ki, hər protona milyard dənə neytrino düşür, ona görə də neytrionun sükunət kütləsi lap elektronunkundan da çox kiçik olsa belə neytrino hesabına Kainatın ümumi kütləsi 30 dəfə böyük alınır. Belədirsə, onda $\rho > \rho_0$ olmalıdır, yəni Kainat fəzası müsbət əyriliyə malik olmalı, onun genişlənməsi müəyyən vaxtdan sonra sıxılma ilə əvəz olunmalıdır. Hazırda bu rejimin reallaşma ehtimalı böyüyür.

Orta sıxlığın qiymətinin dəqiqliyindən asılı olmayaraq bircins və izotrop Kainat modelləri $R=0$ halına uyğun t_0 anında sonsuz sıxlıq ilə səciyyələndir. Kainat maddəsinin bu halı sinqulyar hal adlanır. Evklid fəzasında $t_0 \approx 2/3H \approx 13$ milyard ildir. Bəzən t_0 -a Kainatın yaşı da deyilir. t_0 elə bir vaxt intervalıdır ki, bu intervalın başlanğıcından əvvəlki dövrə fizika qanunlarını ekstropolyasiya etmək olmaz. Məsələn, bu dövrdə Kainatın sıxlığı o qədər böyük olmuşdur ki, Kainatın bu ilkin halına Eynşteynin ümumi nisbilik nəzəriyyəsini də tətbiq etmək olmaz; yəni bu nəzəriyyəyə əsasən o dövrdə genişlənmənin xarakteri, müddəti və maddəsinin halı haqqında heç nə demək olmaz.

Bu paragrafda tanış olduqlarımıza əsasən deyə bilərik ki, klassik fizika Kainatın mühüm xüsusiyyətlərini, yəni qeyri-stasionarlığını, genişlənmə və ya sıxılma xarakterini, böhran sıxlığının qiymətini, genişlənmə müddətini (Kainatın "yaşını") təyin etməyə imkan verir.

Bütün bunlara baxmayaraq, Metalaktikanın kütləsi çox böyük olduğundan kosmologiya məsələləri ümumi nisbilik nəzəriyyəsinə əsasən öyrənilir.

Biz ρ ilə ρ_0 arasındakı münasibətə əsasən Kainat fəzası-

nın hündəsəsi və Kainat modelləri haqqında bəhs etdikdə əslində relyativist kosmologiyanın nəticələrindən istifadə etdik. Doğrudan da ρ ilə ρ_0 arasındakı münasibətin Kainat hündəsəsinə təsiri ümumi nisbilik nəzəriyyəsindən çıxan nəticədir. Bu nəzəriyyəyə görə kifayət qədər böyük kütlə, məkan-zaman xüsusiyyətlərinə təsir etməlidir (nisbilik nəzəriyyəsində dördölçülü koordinat sistemindən istifadə olunur, bu, məkan-zaman deməkdir). Bu halda vərdiş etdiyimiz Ekvlid fəzasının xüsusiyyətləri dəyişir-böyük kütlə yaxınlığında fəza təhrif olur. Məsələn, Günəşin lap yaxınlığında onun qravitasiya təsiri ilə fəza əyilməli və bu fəzadan keçən şüaların istiqamətləri $\sim 2''$ qədər dəyişməlidir. Bu hadisə Günəşə çox yaxın istiqamətdə yerləşən ulduzların görünən vəziyyətlərini çox azacıq dəyişdirməlidir. Bu cür dəyişmə tam günəş tutulmaları zamanı aşkar edilmişdir.

Qalaktikaların, onların toplarının fəzaya qravitasiya təsirləri daha güclü olmalıdır. Bu təsir isə öz növbəsində Kainatın ümumi təkamülünə təsir etməlidir.

§86. "Qaynar Kainat" modeli

Elektromaqnit şüalanmasının müxtəlif diapazonlarında aparılan astronomik müşahilərdən məlum olmuşdur ki, elə şüalanma mənbələri vardır ki, onları ayırd etmək, yəni hansı konkret obyektə aid olduğunu müəyyən etmək çətindir. Maraqlı cəhət orasıdır ki, belə şüalanma bütün istiqamətlərdə mövcuddur, yəni bu şüalanma sanki bütün göyü bürüyür. Bu şüalanma qalaktikadankənar şüalanma fonu adlanır. Həmin fonun xüsusiyyətlərinə əsasən onun hansı ayırd edilə bilməyən obyektlərə (məsələn, rentgen mənbəyinə, yerinin qalınlığına və s.) aid olduğunu bilmək olur. Lakin elə qalaktikadankənar şüalanma fonu da var ki, onu heç bir tanış kosmik obyekt şüalanmasına bənzətmək olmur. Bu şüalanma 60 sm ilə $0,6 \text{ mm}$ diapazonda qeydə alınır. Bu şüalanmanın əsas xüsusiyyəti ondan ibarətdir ki, onun spektrində enerjinin paylanması, temperaturu $2,7 \text{ K}$ olan mütləq qara cismin şüalanma spektrindəki paylanmaya uyğundur. Bu şüalanmanın enerji sıxlığı $4 \cdot 10^{-13} \text{ erg/sm}^3$ -dir, maksimumu isə

$\lambda_{max} = 0,29/T \approx 1 \text{ mm}$ -ə uyğundur. Məhz bu şüalanmanı heç bir obyektə aid etmək olmur. O, ciddi izotropdur. Deməli, bu şüalanma bütöv Kainata aiddir. Yəni hesab edilir ki, bu şüalanma vaxtilə çox sıx və qeyri-şəffaf olan Kainat şüalanmasının qalıqlıdır. Odur ki, bu şüalanma reliktiv (qalıq) şüalanma adlanır. Relativ kvantların indiki enerjisi və həmçinin, Kainatın indiki orta sıxlığı çox kiçikdir. Odur ki, bu şüalanmanın kvantları ilə Kainat maddəsi arasında qarşılıqlı təsir çox zəifdir və Kainat bu şüalara çox şəffafdır. Hesablamalar göstərir ki, sıxlıq 10^{-21} q/sm^3 -a qədər azaldandan sonra Kainat şəffaf olmuşdur. Bu sıxlıq isə Kainatın indiki orta sıxlığından 10^9 dəfə böyükdür. Sıxlıq həcmə, yəni xətti ölçünün kubu ilə tərs mütənasib dəyişdiyindən, Kainatın qeyri-şəffaflığı epoxasının sonunda onun bütün ölçüləri indikindən $\sim (10^9)^{1/3} = 10^3$ dəfə kiçik olmuşdur (burada qəbul edirik ki, Kainat onda da indiki sürətlə genişlənməmiş). Bunu nəzərə alsaq deyə bilərik ki, o vaxtlar elektromaqnit şüalanmasının uyğun dalğa uzunluqları da indikindən 1000 dəfə kiçik olmuşdur. Bu o deməkdir ki, o vaxtlar Kainatın maksimum şüalanmasına uyğun dalğa uzunluğu $\lambda_{max} = 1\text{mm}/1000 = 1\text{mkm}$ olmuşdur. Belə şüalanma isə mütəlak qara cismin $T = 2900/1 \approx 3000\text{K}$ temperaturda şüalanmasına uyğundur. Beləliklə, Kainatın indiki və qeyri-şəffaflıq epoxasının sonundakı orta sıxlığının müqayisəsindən və bunun əsasında onun reliktiv şüalanmasının maksimumuna uyğun dalğa uzunluqlarının qiymətlərindən görürük ki, Kainat keçmişdə nəinki çox sıx, həm də çox isti olmuşdur. "Qaynar Kainat" anlayışı da belə yaranıb.

Bu uzaq keçmişdən elektromaqnit şüalanmasının heç bir izi qalmayıb, çünki Kainat o dövrdə həmin şüalara tam qeyri-şəffaf olub. Lakin neytrino selinin izi qalmalıdır. Ancaq uzaq keçmişin neytrino selini texniki cəhətdən müşahidə etmək imkanı hələ yoxdur. Çünki reliktiv neytrinolar Kainatı tərk edə bilmişlər (onun sıxlığı $\leq 10^7 \text{ q/sm}^3$ olandan sonra); o vaxtdan keçən müddətdə reliktiv neytrino Kainat maddəsi ilə heç bir qarşılıqlı əlaqədə olmamışdır; digər tərəfdən isə reliktiv şüalanma kimi reliktiv neytrino da genişlənmə nəticəsində kosmo-

loji qırmızı sürüşməyə məruz qalıb. Relativ neytrinoların hər birinin enerjisi $<10^{-3}$ elektronvoltudur ki, bu kiçik enerjiyə malik neytrinolar selini müşahidə etmək, yuxarıda qeyd etdiyimiz kimi texniki cəhətdən mümkün deyil.

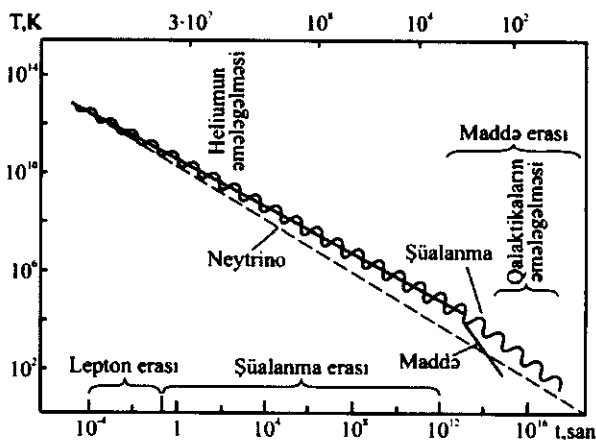
Genişlənən Kainat nəzəriyyəsinə görə temperatur (T) və sıxlığın (ρ) saniyələrlə verilən zaman t -dən asılılığı

$$T \approx \frac{1.2 \cdot 10^{10}}{t} \text{ K}, \rho = \frac{4.5 \cdot 10^5}{t^2} \text{ q/sm}^3 \quad (85.9)$$

düsturları ilə ifadə olunur. Fiziki şəraitin geriyyə, yəni $t=0$ anına sadə, yəni indiki fəza-zaman xüsusiyyətlərini saxlamaqla eks-tropolyasiyası göstərir ki, $t=10^{-6}$ san olanda Kainatın sıxlığı atom nüvəsindəkindən böyük olmuşdur, yəni $\rho > 10^{14} \text{ q/sm}^3$ olmuşdur. Əlbəttə, belə eksrapolyasiya dəqiq olmaya da bilər. Çünki o vaxt üçün mühitin fəza-zaman xüsusiyyətləri bizə məlum deyildir. Başqa sözlə, sinqulyar Kainat və onun genişlənməyə başladığı ilk anlar haqqında dəqiq məlumat yoxdur. Yeri gəlmişkən qeyd edək ki, sinqulyar Kainatın genişlənməyə başladığı ilk an "Böyük partlayış" anı adlanır. Hadisənin özünə isə "Böyük partlayış" deyilir. Yuxarıda qeyd etdik ki, hətta ümumi nisbilik nəzəriyyəsinin özü də sonsuz sıxlıq şəraitinə-sinqulyar Kainata tətbiq edilmir. $\rho > 10^{93} \text{ q/sm}^3$ olan halda baş verən kvant effektlərini bu nəzəriyyə də nəzərə ala bilmir; Plank epoxası adlanan bu dövrdə güman ki, qravitasiya sahəsi kvantları-qravitonlar əmələ gəlmişdir.

Kainatda fiziki xüsusiyyətlərin dəyişməsi, "Böyük partlayışdan" 10^{-44} saniyə keçəndən sonra ümumi nisbilik nəzəriyyəsinə tətbiq etməklə izlənə bilər. Kainatın inkişafı aşağıdakı mərhələlərdən – eradan keçir: "adron erası", "şüalanma erası" və "maddə erası". Dediklərimiz 100-cü şəkildə təsvir olunmuşdur.

Birinci era ("adron erası") 10^{-4} san anına qədər olub. Bu dövrdə maddə proton və neytronlardan, anti maddə-anti-neytronlardan və başqa antizərrəciklərdən ibarət olub (antizərrəcik – elementar zərrəcik olub adı yüklü zərrəcikdən əks yük və əks maqnit momenti ilə, yüksüz zərrəcikdən isə əks maqnit



Şəkil 100. Kainatın inkişaf eralarının təsviri.

momenti ilə fərqlənir). Bu mərhələnin əsas xüsusiyyəti ondan ibarət olub ki, maddə və antimaddə yanaşı yaşaya biliblər. Həmin dövrdə vahid həcmdə olan zərrəciklərin sayı işıq kvantlarının sayına bərabər olub. Qravitasiya sahəsinin əsas yaratıcıları ağır zərrəciklər-adronlar olub. Birinci mərhələnin sonunda ağır zərrəciklər öz antizərrəcikləri ilə anniqilyasiya etmiş, az miqdarda qalan nuklonlar Kainatın gələcək xüsusiyyətlərini müəyyən etmişdir. Bu mərhələnin sonuna yaxın sıxlıq nüvənin sıxlığından böyük ($10^{16} q/sm^3$) olmuş, eranın lap sonunda temperatur $10^{12} K$, sıxlıq nüvənininki ($10^{14} q/sm^3$) qədər olmuşdur.

Sonra ($t \approx 10$ san anadək) "lepton erası" başlayır. Bu era müddətində temperatur $10^{12} K$ -dən $5 \cdot 10^9 K$ -ə qədər düşmüş, sıxlıq $10^{14} q/sm^3$ -dən $10^7 q/sm^3$ -ə qədər azalmışdır. Həmin eranın başlanğıcında enerji fotonlar, elektronlar və pozitronlar arasında, həmçinin myuonlar, neytrino və antineytrinolar arasında bərabər paylanmışdır; neytrino və antineytrino elektron və pozitronun anniqilyasiyası nəticəsində yaranmışlar: $e^+ + e^- \leftrightarrow \nu^+ + \bar{\nu}$. Eyni zamanda bu dövrdə protonların neytronlara və tərsinə çevrilməsi reaksiyaları baş vermişdir: $p + e^- \leftrightarrow n + \bar{\nu}$, $p + \bar{\nu} \rightarrow n + e^+$.

Temperatur kiçildikcə protonlarla neytronların birləşməsi hesabına deuterium (2H) və heliumun 3He izotoplarının əmələ gəlməsi effektiv olmuşdur. İkinci eranın ("lepton erası"nın) məhz bu mərhələsində və üçüncü eranın ("şüalanma erası"nın) ilk on saniyələrində ulduzların və qalaktikaların indiki tərkib hissəsini

təşkil edən helium atomları yaranmışdır. Bu o deməkdir ki, istilik-nüvə reaksiyaları nəticəsində hidrogenin heliuma sintezi hesabına helium əmələgəlmə prosesi Kainatda az rol oynamışdır. Doğrudan da, Metaqalaktikanın genişlənməyə "başladığı" andan keçən $13 \cdot 10^9$ ildə hidrogenin heliuma sintezi nəticəsində bizim Qalaktikada $4 \cdot 10^{54} C$ enerji hasil olmuşdur; bir helium nüvəsi yarananda $2,5 \cdot 10^{-12} C$ enerji ayrılığından $13 \cdot 10^9$ ildə hidrogenin heliuma sintezi nəticəsində $\sim 10^{66}$ helium nüvəsi, yaxud $6,7 \cdot 10^{39}$ *kq* helium yaranmışdır; Qalaktikanın ümumi kütləsi azı $3 \cdot 10^{41}$ *kq* olduğundan, istilik-nüvə reaksiyaları nəticəsində hidrogenin heliuma sintezi hesabına əmələ gələn helium nüvələrinin miqdarı bu ümumi kütlənin cəmi $\sim 2\%$ -ni təşkil edir. Halbuki orta Kainatda ümumi kütlənin 29% -ini He təşkil edir. Beləliklə, doğrudan da istilik-nüvə reaksiyaları hesabına bizim Qalaktikada əmələ gələn helium onun həqiqi miqdarından kütləcə 15 dəfə azdır. Başqa sözlə, Qalaktikadakı heliumun ən əsas hissəsi hələ Qalaktika və onun ulduzları yaranandan əvvəl-ikinci eranın ("lepton erası"nın) sonunda və üçüncü eranın (şüalanma erasının) ilk bir neçə on saniyəsi ərzində əmələ gəlmişdir. Əlbəttə, bu dediklərimiz bütün Metaqalaktikaya da aiddir.

"Qaynar Kainat" nəzəriyyəsi də bunu təsdiq edir. Belə ki, bu nəzəriyyəyə görə "Böyük partlayış"dan 100 saniyə keçənə qədər ümumi kütlənin 65% -ini hidrogen, 25% -ini helium təşkil etmişdir. Əslində bu nəticənin yuxarıdakı nəticə ilə üst-üstə düşməsi "Qaynar Kainat" nəzəriyyəsinin düzgünlüyünə ən tutarlı sübutlardan biridir, bu isə həmin nəzəriyyənin qələbəsi hesab edilir.

Üçüncü era, yəni "şüalanma erası" 10 *san*-dən $t = 10^{13} \text{ san} = 3 \cdot 10^5 \text{ il}$ vaxt intervalında davam etmişdir. Bu mərhələdə Kainatın qravitasiya kütləsi şüalanma hesabına yaranmışdır. Eranın başlanğıcında helium əmələgəlmə prosesi dayanmış, elektronlarla pozitronların annihilyasiyası davam etmişdir. Bütün bu müddətdə şüalanma temperaturu ilə maddə temperaturu bərabər olmuşdur. $T \approx 3000 K$ olanda fotonun enerjisi kifayət olmadığından hidrogenin ionlaşması dayanmışdır. Nəticədə protonların sərbəst elektronlarla rekombinasiyası hidrogenin ionlaşmasından effektiv olmuşdur. Bu isə şüalanmanın maddədən "ayrılması", yəni şüalanma ilə maddə arasındakı tarazlığın pozulması ilə nəticələnmişdir. Bu tarazlığın pozulduğu andan etibarən Kainatın genişlənməsində əsas rolu şüalanma deyil, maddə oynamış və bu andan etibarən dördüncü era, yəni "maddə

erası" başlanmışdır.

Dördüncü erada temperatur 3000 K-dən indiki 2,7 K-ə qədər düşmüş, sıxlıq $10^{-1} q/sm^3$ -dən indiki $10^{-30} q/sm^3$ -ə qədər azalmışdır. "Maddə erası" rekombinasiya prosesləri ilə başlamış, indi də bu proseslə səciyyələnir. Şüalanma ilə maddə arasında tarazlığın pozulması ilə əlaqədar olaraq Kainatda qeyri-bircinslik güclənmişdir. Bunun nəticəsində isə sıxlaşmalar başlamış və "maddə erası"nın müəyyən mərhələsindən etibarən ulduzlar və qalaktikalar əmələ gəlməyə başlamışdır.

Kosmologiyada həll edilməmiş məsələlər çoxdur. Lakin aydındır ki, Astronomik Kainat adlanan Metaqalaktikanın məkan-zaman fəzasında sonsuz Kainatın bir üzvü olması mühəkiməsi yeganə düzgün nəticədir. Bu nəticəyə fəzada vahid bir cisim kimi hərəkət edən və milyardlarla, yaxud on və ya yüz milyardlarla ulduzu olan qalaktikanın Metaqalaktikanın bir üzvü olması nəticəsinin sadəcə ekstrapolyasiyası kimi baxmaq olmaz. Hər şeydən əvvəl ona görə ki, Metaqalaktika məkan və zamanda sonludur, Kainat isə sonsuzdur. Metaqalaktika haqqında bildiklərimizi məkan və zamanda sonsuz olan Kainat üçün etalon kimi qəbul etmək olmaz. Kainatda bir-birinə bənzəməyən metaqalaktikalar olmalıdır. Ulduzlar kimi hər bir metaqalaktika onun fəzasındakı ilkin maddədən, yaxud artıq tam təkamül yolunu keçmiş və sonra dağılmış metaqalaktika materialından yaranı bilər. Ulduzlar kimi ilkin və ikinci materialdan (maddədən) yaranan metaqalaktikalar bir-birinə bənzərsiz olmalıdır. Beləliklə, ulduzlar və qalaktikalar kimi metaqalaktikalar da bir-birindən kəskin fərqlənməlidirlər. Bizim Qalaktikadan başqa digər qalaktikaların olması nəticəsinə gəlmək üçün uzun vaxt, mürəkkəb astronomik müşahidələr lazım olmuşdur. Yalnız XX yüzilliyin ikinci yarısından sonra Metaqalaktikanın varlığı haqqında astronomik nəticə əldə edilmişdir. İnkişafda olan astronomik texnika şübhəsiz ki, başqa metaqalaktika (hətta metaqalaktikalar) kəşf etməyə imkan verməlidir. Lakin buna qədər astronomik mühakimələr ona gətirir ki, maddi olan Kainat sonsuz sayda bənzərsiz metaqalaktikalardan ibarət olmalıdır.

Astronomiya fənni, o cümlədən kosmoqoniya və xüsusilə kosmologiya çox böyük və mühüm fəlsəfi mahiyyətə malikdir. Düzgün dünyagörüşünün formalaşmasında, müasir təbiətşünaslığın fəlsəfi problemlərinin həllində astronomiya elmi çox əhəmiyyətli yer tutur.

ƏLAVƏLƏR

I. Ulduz bürclərinin adları və işarələri

Latınca	İşarəsi	Rusca	Azərbaycanca
Andromeda	And	Андромеда	Andromeda
Antliya	Ant	Насос	Tulumba
Apus	Aps	Райская птица	Cənnət quşu
Aquariut	Aqr	Водолей	Dolça
Aquila	Aql	Орёл	Qartal
Ara	Ara	Жертвенник	Qurbangah
Aries	Ari	Овен	Qoç
Auriga	Aur	Возничий	Arabaçı
Bootes	Boo	Волопас	Naxıççı
Caelum	Caе	Резец	Mişar
Camelopardalis	Cam	Жираф	Zurafə
Canser	Cnc	Рак	Xərçəng
Canes Venatici	CVn	Гончие Псы	Tazılar
Canis Major	CMa	Большой Пёс	Böyük Köpək
Canis Minor	CMi	Малый Пёс	Kiçik Köpək
Capricornus	Cap	Козерог	Oğlaq
Carina	Car	Киль	Kil
Cassiopeya	Cas	Кассиопея	Kassiopeya
Centaurus	Cen	Центавр	Sentavr
Cepheus	Cep	Цефей	Sefey
Cetus	Cet	Кит	Balina
Chamaeleon	Cha	Хамелеон	Buqələmun
Circinus	Cir	Циркуль	Pərgar
Columba	Col	Голубь	Göyərçin
Coma Brenices	Com	Волосы Вероники	Veronikanın saçları
Corona Austrina	CrA	Южная корона	Cənub Tacı
Corona Borealis	CrB	Северная Корона	Şimal Tacı
Corvus	CrV	Ворон	Qarğa
Crater	Crt	Чаша	Kasa
Cruх	Cru	Крест (южный)	Cənub хаçı
Cygnus	Cyg	Лебедь	Qu
Delphinus	Dej	Дельфин	Delfin
Dorado	Dor	Золотая рыба	Qızıl Balıq
Draco	Dra	Дракон	Əjdaha

Latinca	İşarəsi	Rusca	Azərbaycanca
Equleus	Equ	Малый Конь	Dayça
Eridanus	Eri	Эридан	Eridan
Fonax	For	Печь	Soba
Gemini	Gem	Близнецы	Əkizlər, Cövzə
Grus	Gru	Журавль	Durna
Hercules	Her	Геркулес	Herkulas
Horologium	Hor	Часы	Saat
Hydra	Hya	Гидра	Hidra
Hydrus	Hui	Южный Змей	Cənub İlanı
İndus	İnd	Индеец	Hindli
Laserta	Lac	Яшерица	Kərtənkələ
Leo	Leo	Лев	Şir
Leo Minor	LMi	Малый Лев	Kiçik Şir
Lepus	Lep	Заяц	Dovşan
Libra	Lib	Весы	Tərəzi
Lupus	Lup	Волк	Canavar
Lynx	Lyn	Рысь	Vaşaq
Lyra	Lyr	Лира	Lira
Menca	Men	Столовая Гора	Onikiılduz
Microscopium	Mic	Микроскоп	Mikroskop
Monoceros	Mon	Единорог	Təkbuynuz
Musca	Mus	Муха	Milçək
Norma	Nor	Наугольник	Günyə
Octans	Oct	Октант	Oktant
Ophiushus	Oph	Змееносец	Ovsunçu
Orion	Ori	Орион	Orion
Pavo	Pav	Павлин	Tovuz Quşu
Peqasus	Peg	Пегас	Peqas
Perseus	Per	Персей	Persey
Phoenix	Phx	Феникс	Feniks
Pictro	Pic	Живописец	Rəssam
Pisces	Psi	Рыба	Balıqlar
Piscis Austrinus	PSA	Южная Рыба	Cənub Balığı
Puppis	Pup	Корма	Göyörtə
Pyxis	Pyx	Компас	Kompas
Reticulum	Sct	Сетка	Tor
Sagitta	Rge	Стрела	Ox
Saqqittarius	Sgr	Стрелец	Oxatan
Scorpusi	Sco	Скорпион	Əqrəb

Latınca	İşarəsi	Rusca	Azərbaycanca
Sculptor	Scl	Скульптор	Heykəltəraş
Scutum	Sct	Щит	Qalxan
Serpens	Ser	Змея	İlan
Sextans	Sex	Секстант	Sekstant
Taurus	Tau	Телец	Buğa
Telescopium	Tel	Телескоп	Teleskop
Triangulum	Tri	Третьугольник	Üçbucaq
Triangulum Australe	TrA	Южный Крес	Cənub Üçbucağı
Tucana	Tuc	Тукан	Tukan
Ursa Major	UMa	Большая Медведица	Böyük Ayı
Ursa Minor	UMi	Малая Медведица	Kiçik Ayı
Vela	Vel	Паруса	Yelkən
Virgo	Vir	Дева	Qız
Volans	Vol	Летучая Рыба	Uçan Balıq
Vulpecula	Vul	Лисичка, Лиса	Tülkü

II. Parlaq ulduzlar

İşarəsi	Adı	Görünən ulduz ölçüləri	Spektri	Məxsusi hərəkəti	Parallaksı	Məsafə <i>i. i.</i> ilə	Mütləq ulduz ölçüsü	İşıqlığı ($L_{\odot} = 10$)	Radiusu ($R_{\odot} = 1$)	Kütlə ($m_{\odot} = 1$)
α B Köpək	Sirius	-1 ^m , 6	A ₁ V	11,315	0,375	8,7	+1 ^m , 3	23	0,9	3,4
α Kil	Kanopus	-0,9	FO	0,022	0,018	180	-4,6	5400	42,5	50
α Sentavr	Tolimak	0,1	GO	3,682	0,751	4,3	+4,7	1,0	0,5	1,1
α Lira	Veqa	0,1	AOV	0,345	0,123	27	+0,6	44	1,1	28
α Arabaçı	Kapella	0,2	GO	0,439	0,073	52	-0,5	125	6	7,5
α Naxırçı	Arktur	0,2	K ₂ III	2,287	0,090	37	0,0	80	13	11
β Orion	Rikel	0,3	B ₂ Ia	0,005	0,005	540	-6,2	23000	16,5	40
α K. Köpək	Prozion	0,5	F ₃ IV	1,212	0,288	11,2	+2,8	6	0,9	1,2
α Eridan	Əxrənqəhr	0,6	B ₃	0,083	0,034	96	-1,7	370	-	-
β Sentavr	-	0,9	B ₁	0,039	0,016	190	-3,1	1350	-	-
α Qartal	Əltair	0,9	A ₇ V	0,659	0,198	16	+2,4	8	0,7	1,7
α Orion	Betelgeyze	0,9	M ₂ I	0,002	0,005	300	-5,6	13000	180	15

α Xaç	-	1,0	B_1	0,048	0,013	250	-2,8	1000	-	-
α Buğa	Əldebaran	1,1	K_3 III	0,205	0,048	64	-0,5	125	20	4
α Qız	Sünbül	1,2	B_1 V	0,052	0,021	300	-2,2	1000	2,5	11
β Əkizlər	Polluks	1,2	KOIII	0,633	0,100	33	+1,0	70	-	-
α Əqrəb	Antares	1,2	CM_1	0,032	0,019	270	-2,4	700	165	50
α Cənub Bahçı	Fəməlhut	1,3	A_3	0,367	0,144	23	+2,1	11	-	-
α Qu	Deneb	1,3	A_2 İa	0,004	0,035	800	-5,2	940	17,5	35
α Şir	Requ	1,3	B_7 V	0,244	0,039	80	-0,7	140	-	-

III. Planetlərin bəzi orbit elementləri və başqa kinematik xarakteristikaları

a —orbitin böyük yarım oxu, T —siderik dolanma periodu,
 e —orbitin eksentrisiteti, S —sinodik dolanma periodu,
 i —orbitin meyli, n —orta sutkalıq hərəkət, v_a —orta orbital sürət

Planet	a		e	i	T		S		v_a , km/san
	a.v.-lə	10^6 km-lə			Tropik illərlə	İl və sut- kalarla	Sutka- larla	n	
Merkuri	0,3871	57,91	0,2056	$7^\circ,00$	0,2408	87^d97	115,9	$4^\circ,092$	47,86
Venera	0,7233	108,21	0,0068	3,89	0,5152	224^d70	583,9	1,602	35,01
Yer	1,0000	149,60	0,0167	-	1,0000	1 il 0 ^d	-	0,986	29,78
Mars	1,5237	227,95	0,0934	1,85	1,8809	$1\ 321^d73$	779,9	0,524	24,12
Yupiter	5,2028	778,34	0,0481	1,31	11,8622	$11314,84$	398,9	0,083	13,06
Saturn	9,5388	1427,00	0,0538	2,49	29,4577	29166,98	378,1	0,034	9,64
Uran	19,1910	2870,47	0,0460	0,77	84,0153	847,45	369,8	0,012	6,80
Neptun	30,0707	4498,58	0,0079	1,77	161,7883	280,30	367,5	0,006	5,43

IV. Planetlərin fiziki xarakteristikaları

İşarələri: M -Yerin kütləsi ilə ($5,98 \cdot 10^{24}$ kq);

R -orta radius;

ρ -orta sıxlıq;

e -basıqlıq;

ε -ekvatorun orbit müstəvisinə meyli

P -fırlanma periodu;

S -güneş sulkalarının uzunluğu;

g - səthdə ağırlıq qüvvəsinin təcili;

v_p -səthində parabolik (böhran) sürəti

Planet	M	R		ρ , q/sm ³	e	ε	P	S	g , m/san ²	v_p km/san
		Yer ra- diusu ilə	km							
Merkuri	0,055	0,383	2440	5,40	0	0°-1°	58 ^d ,65	176 ^d	3,68	4,2
Venera	0,815	0,950	6050	5,24	0	178	343 ^d ,16	117 ^d	8,86	10,4
Yer	1	1	6371	5,52	1:298	23°26'	23 ^h 56 ^m	1 ^d =24 ^h	9,81	11,2
Mars	0,107	0,533	3397	3,91	1:192	24°48'	24 ^h 37 ^m	24 ^h 39 ^m	3,71	5,0
Yupiter	318	11,00	69900	1,35	1:16	3°07'	9 ^h 50 ^m	9 ^h 50 ^m	25,8	60,4
Saturn	95,2	9,10	58000	,70	1:10	26°45'	10 ^h 14 ^m	10 ^h 14 ^m	11,3	36,2
Uran	14,6	3,98	25400	1,35	1:18	98°	10 ^h 49 ^m	10 ^h 49 ^m	9,0	21,4
Neptun	17,2	3,81	24300	1,72	1:48	29°	15 ^h 48 ^m	15 ^h 48 ^m	11,6	23,8

ƏDƏBİYYAT

1. Кононович Э.В., Мороз В.И. Общий курс астрономии. М.: Наука, 2006.
2. Дагаев М.М., Демин В.Г., Климишин И.А., Чарукин В.М. Астрономия. М.: Просвещение, 1983.
3. Климишин И.А., Астрономия наших дней. М.: Наука, 1986.
4. Засов А.В., Постнов К.А. Общая астрофизика. 2006.
5. Мартынов Д.Я. Курс практический астрофизики. М.: Наука, 1977.
6. Мартынов Д.Я. Курс практический астрофизики. М.: Наука, 1988.
7. Пикальнер С.Б. Солнце. М.: Физматгиз, 1961.
8. Каплан С.А., Цытович В.Н. Плазменная астрофизика. М.: Наука, 1972.
9. Каплан С.А. Физики звезд. М.: Наука, 1977.
10. Шкловский И.С. Звезды: их рождения, жизни и смерти. М.: Наука, 1984.
11. Куликовский П.Г. Звездная астрономия. М.: Наука, 1978.
12. Каплан С.А., Пикельнер С.Б. Физики звездной среде. М.: Наука, 1979.
13. Воронцов-Вельяминов Б.А. Внегалактическая астрономия. М.: Наука, 1978.
14. Новиков И.Д. Эволюция вселенной. М.: Наука, 1983.
15. Rusca-Azərbaycanca-İngiliscə Astronomiya terminləri lüğəti // Professor Rəhim Hüseynovun ümumi redaktəsi ilə Hüseynov R., Babayev B., Əhmədov Q. B.: Azərneşr, 1989.

Nəşriyyat redaktoru:

M.Q.Qədimova

Çapa imzalanmışdır: 17.12.2010. Kağız formatı 60x84 1/16
Sifariş 89. Həcmi 23,0 ç.v. Sayı 350.

«Bakı Universiteti» nəşriyyatı, Bakı – 370148, Z.Xəlilov, 23.