

Keyifli Okumalar Dileriz

Binlerce kategoride milyonlarca PDF e-kitap, ders kitapları, dergiler ve romanlara platformumuz üzerinden ücretsiz ulaşabilirsiniz.

RESMİ WEB SİTEMİZ

<https://rantey.org>

Yedek ve Duyuru Kanallarımız

Sitemize erişim engeli gelmesi veya adres değişikliği durumunda aşağıdaki kanallardan güncel giriş adresine erişebilirsiniz:

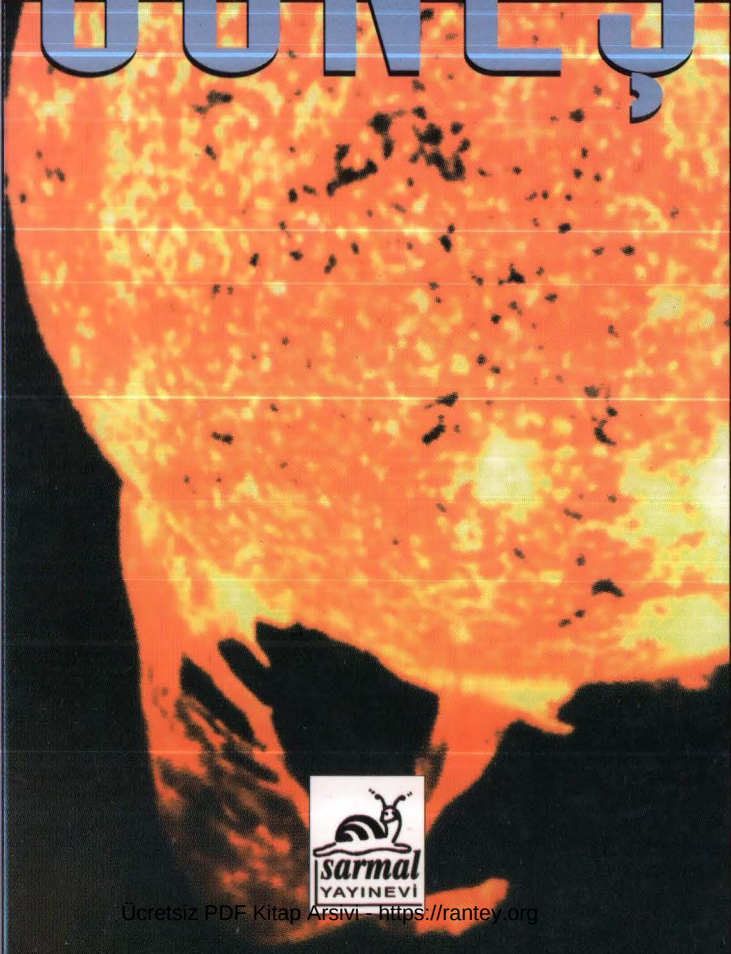
- Telegram: <https://t.me/birkitapbir>
- WhatsApp Kanalımız : <https://whatsapp.com/channel/0029VbDHv8uE50Us4lvMoc0Y>

BİLİM

Prof. Dr. FATMA ESİN

Yaşamımızın Kaynağı
Bir Güneş Yıldızı

GÜNEŞ



SARMAL YAYINEVİ

Babıali Cad. Pak Han No:16/4 Cağaloğlu-İstanbul

Tel: (0212) 522 45 78 - 512 70 20

Fax: (0212) 522 45 78

Yazarı : Prof. Dr. Fatma Esin
Birinci Baskı : Mart 1996

Teknik Hazırlık : M. Selim Talay
Kapak : İnci Batuk
Dizgi : Sevgi Kayıhan
Baskı : Avcı Ofset
Cilt : Yalçın Mücellithanesi

Prof. Dr. FATMA ESİN

Yaşamımızın Kaynağı Bir Cüce Yıldız

GÜNEŞ

İÇİNDEKİLER

Önsöz	7
I. Güneşe Ait Büyüklükler	9
II. Güneşin Dönmesi	27
III. Güneş Spektrumu ve Tabakaları	41
IV. Güneş Atmosferi	59
V. Aktif Güneş	81
VI. Güneşin Manyetizması	119
VII. Güneşin Uzak İstasyonlarından Gözlenmesi	141
VIII. Güneş Aktivitesinin Dünyaya Etkisi	167

Önsöz

Bu kitabın konusu olan Güneş evrendeki milyarlarca galaksiden birinin, Samanyolu galaksisinin içindeki milyarlarca yıldızdan biridir. Bu bakış açısından Güneşin astronomideki yeri önemsiz görünebilir. Fakat durum çok farklıdır. Evrenin temel taşları galaksiler, galaksilerinki ise yıldızlardır. Buna karşın dünyadaki en büyük teleskoplarla, hattâ son yıllarda uzaya yollanan Hubble teleskobu ile bile, yıldızlar nokta şeklinde ışık kaynakları olarak gözlenir. Halbuki Güneş bizlere bir yüzey gösterir. Bu bakımdan astrofizik araştırmalar için ideal bir yıldızdır. Güneş fizikçileri geliştirdikleri yeni yeni araçlarla Güneş yüzeyini ve bu yüzeyi kuşatan tabakaları adım adım araştırmaktadırlar. Bu araştırmaların amacı hem Güneşi iyi bir şekilde tanımak, hem de diğer yıldızların anlaşılmasına ışık tutmaktır.

Bu kitapta okuyucu bilimsel bir konuya biraz farklı şekilde yaklaşacaktır. Anlatılanların tümü gözlemlere ve gözlemlerin yorumuna dayanmaktadır. Küçük bir dürbünle, Güneş yüzeyi üzerinde gözlenebilen olaylar, bu olayların özellikleri tanıtıldıktan sonra, varlıkları ancak Güneş tutulmalarında fark edilen diğer iki tabakanın özel araçlarla gözlenmesi ve bu gözlemlerin ortaya koyduğu olaylar konu edilmektedir.

Astronomlar Güneşin tabakalarını araştırmak için gerekli teknik gelişimi sağlarken, dünya atmosferi nedeni ile, tüm teknik gelişime rağmen Güneşi tam olarak inceleyemeyeceklerinin bilincindeydiler. Bu nedenle 1940'lı yılların ikinci yarısından itibaren atmosfer dışı gözlemlere ve bu gözlemlerde kullanılacak araçların geliştirilmesine başlandı.

Roketlerle başlayan atmosfer dışı gözlemler günümüzde yörüngeli gözlem istasyonlarına kadar gelişmiştir. Bu istasyonlardan, dünyamızdan gözlenemeyen yeni bir Güneş yapısı ortaya konmuştur. Çünkü, dünya atmosferi $\lambda < 3000 \text{ \AA}$ dalga boyları için geçirgen olmadığından, Güneşi dünyadan bu dalga boylarında yayınlanan ışınlam ile gözlemek mümkün değildir. Uzay istasyonlarından yapılan gözlemlerle bu ışınlam gözlenebildiğinden, bu ışınlamla elde edilen Güneş görüntüleri saptanabilmektedir. Bugün Güneş fizikçilerinin önüne UMÖ ve X -ışınlamı ile elde edilmiş yeni bir Güneş yapısı ve yeni gözlemsel bulgular serilmiştir. X - X ışınlamı ile elde edilen bulgular korona tabakasına aittir. Korona tabakası ise hem boyutsal, hem de milyon derece mertebesindeki sıcaklığı ile fiziksel olarak önemli ve ilginç bir tabakadır. Bu gözlemler bu tabakaya ait, şimdiye kadar bilinmeyen pek çok özelliği ortaya koymaktadır. Bu nedenle kitabın VII. bölümü son yılların bu ilgi çekici gözlemlerine ve bunlardan elde edilen bulgulara ayrılmıştır.

Kitaptaki ilginç kromosferik olayların büyük bölümü İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nde saptanmıştır. Bunların fotoğraflarını kitap için, aynı bölümde araştırma görevlisi ve eski öğrencim Tuncay Özışık hazırlamıştır. Kitabın diğer şekilleri yine eski öğrencim Başak Özışık tarafından çizilmiştir. Her ikisine de bu içten yardımları için teşekkür etmek isterim. Sarmal Yayınevi'nin titizlikle çalışan elemanlarına da teşekkürlerimi sunarım.

I

Güneş Ait Büyüklükler

Dünya üzerindeki canlılar (insanlar, hayvanlar, bitkiler) için Güneş ışık ve ısı kaynağıdır. Yaşamlarını sürdürebilmeleri için varlığı gerekli bir gökcismidir. Bunun yanı sıra insanların günlük, hattâ yıllık yaşamlarının ayrılmaz bir parçasıdır. Gün ve geceyi belirleyen bir gökcismi olduğundan günlük yaşamı etkiler: Çalışma, yemek yeme, uyuma zamanları Güneşin günlük hareketine göredir. Aynı şekilde, mevsimlere göre ufuk düzlemi üstünde kalış süresinin değişmesi, gece ve gündüz sürelerinin değişmesine neden olur. Bu değişiklik de, farklı canlıların aktivitelerinin artmasına ya da azalmasına neden olur: Bazı bitkilerin yaz aylarında yetişmesi, bazı hayvanların kış aylarını uykuda geçirmesi, insanların ilkbahar aylarında daha canlı olması vb.

Astronomlar için Güneşin önemi bu özelliklerinden kaynaklanmaz. Onlar için Güneş bir taraftan milyonlarca yıldızdan biri; olağandışı bir özelliği olmayan, çok sık rastlanan G spektral sınıfından cüce bir yıldız. Kısaca, sıradan bir yıldız. Fakat diğer taraftan milyarlarca yıldız içinde yüzeyini, yüzeyi üzerindeki oluşumları, ayrıntıları inceleyebildikleri tek yıldız. Ayrıca, özel araçlar kullanılarak farklı tabakalarını, bu tabakalarda oluşan olaylarını inceleyebildikleri tek yıldız. Kısaca hakkında ayrıntılı bilgi sahibi olunan tek yıldız. Bu ayrıntılı bilgilerin sadece kendisinin değil, diğer milyarlarca yıldızın yapısının anlaşılması için yararlı olacağı

açıktır. Bu nedenle dünya üzerinde sadece Güneş gözlemleri ve araştırmaları için kurulmuş pekçok gözlemevi olduğu gibi, bazı gözlemevlerinin de Güneş bölümleri vardır.

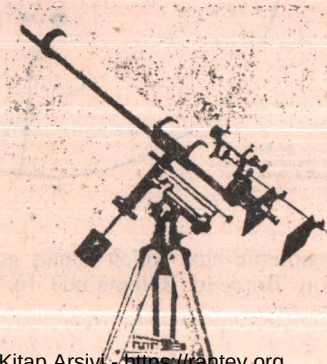
Güneşin bu önemi dünyaya olan uzaklığından kaynaklanır. Ortalama olarak uzaklığı 149.5×10^6 km. olup, dünyanın Güneş etrafındaki elips şeklindeki yörüngesinin eksentrisitesinden dolayı 147×10^6 ile 152×10^6 km. arasında değişir. Işığı dünyaya $8^m 19^s$ de (8 dakika 19 saniyede) erişir. Halbuki Güneşden sonraki en yakın yıldız olan α Centauri yaklaşık 4×10^{13} km. uzaklığında olup, ışığı dünyaya 4.3 yılda varır. Işığı dünyaya milyonlarca yılda ulaşan yıldızlar da vardır. Bu görüşle bakıldığında güneş ve gezegenleri uzayda oldukça yalnız bir aile oluşturmaktadır.

Güneşin yakınlığı, yüzeyinin astronomlar tarafından ayrıntılı bir şekilde gözlenme olanağını sağlamasının yanı sıra, tüm gök cisimlerinden daha parlak görünmesine de neden olur. Öylesine büyük bir parlaklık ki, Güneş doğunca tüm yıldızlar görünmez olur. Bu özelliğinden dolayı diğer gök cisimlerinin gözlenmesinde kullanılan büyük açıklıklı (objektifinin çapı büyük olan) dürbün ve teleskoplar Güneş yüzeyinin gözlenmesinde kullanılmaz. Diğer gök cisimleri için büyük açıklıklı dürbün ve teleskoplar yeğlenir. Çünkü, böyleleri daha fazla ışık toplama ve ayırma gücüne sahiptir. Güneşin parlak ışığı ve yüksek sıcaklığı nedeni ile böyle güçlü bir dürbün veya teleskop gerekmez. Aynı nedenle objektifi ayna olan, reflöktör olarak da isimlendirilen teleskoplar yerine, objektifi mercek olan, refraktör olarak da isimlendirilen dürbünler kullanılır. Çünkü Güneşin ısısı teleskopların ayna olan objektiflerini ve elde edilen görüntüyü bozar. 6 cm açıklıklı bir dürbünle iyi bir yüzey görüntüsü elde edilir. Bilimsel çalışmalar için biraz daha büyük açıklık kullanılır.

Güneşin Gözlenmesi ve Yüzeyi

Güneş yüzeyinin gözlenmesi için küçük açıklıklı bir dürbünün yeterli olduğu belirtilmekle beraber, ayrıca önemle vurgulanmalıdır ki, Güneş, kesinlikle böyle bir dürbünün okülerinden bakılarak *gözlenmez, gözlenmemelidir*. Hattâ dürbünün okülerinin önüne karartılmış, koruyucu bir cam konulsa bile gözlenmemelidir. Aksi çok büyük bir faciaya, gözlemcinin gözünü kaybetmesine neden olur. Başka bir olanak olmayıp, mutlaka bu şekilde gözlem yapılması gerekirse, normal oküler yerine güneş oküleri kullanılmalıdır. Çeşitli güneş okülerleri vardır ve bunlarda temel özellik, objektiften gelen ışığın, gözlemcinin gözüne varmadan, büyük oranda azaltılması, gözlemcinin gözüne tüm ışığın küçük bir yüzdesinin gelmesini sağlamaktır.

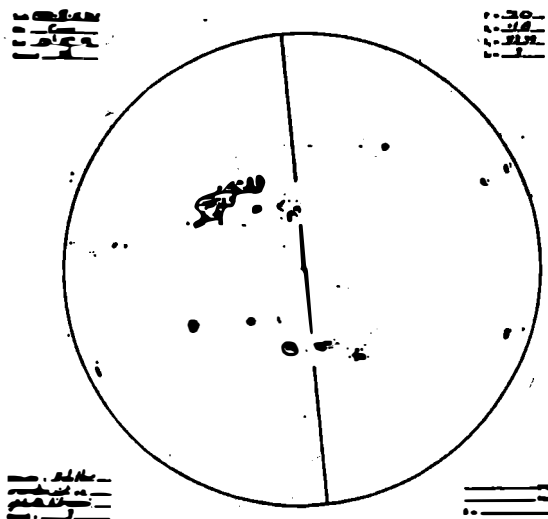
Sürekli gözlemlerin yapıldığı gözlemevlerinde güvenli ve kullanışlı olan ve okülerden bakmayı gerektirmeyen bir yöntem kullanılır: Projeksiyon (yansıtılma) yöntemi. En kısa anlatımla, dürbünün odak düzleminde oluşan Güneş görüntüsünün beyaz bir yüzey üzerine yansıtılmasıdır. Eğer sürekli gözlem yapılıyorsa, dürbün borusunun uzantısına dik olacak şekilde, bir tablanın dürbüne bağlanması sağlanır. Görüntünün çapının büyüklüğü ve netliği, tablanın okülere yaklaşıp uzaklaştırılması ve okülerin objektife yaklaştırılıp uzaklaştırılması ile sağlanır. Şekil 1-1 böyle bir Güneş dürbünü göstermektedir.



Şekil: 1-1 Güneş Dürbünü

Gözlem yapılacağı zaman bu tabla üzerine beyaz bir kağıt konarak görüntü elde edilir. 25 cm çaplı bir görüntü üzerinde 1 mm uzunluk Güneş yüzeyi üzerinde yaklaşık 5000 km'ye karşılık gelir. Güvenilirliğinin dışında bu yöntemin başka üstünlükleri de vardır: Görüntü üzerindeki oluşumların şekilleri çizilebilir. Birden fazla kişi aynı anda görüntüyü görebilir. Şekil 1-2 bu yöntemle elde edilmiş Güneş görüntüsünü göstermektedir.

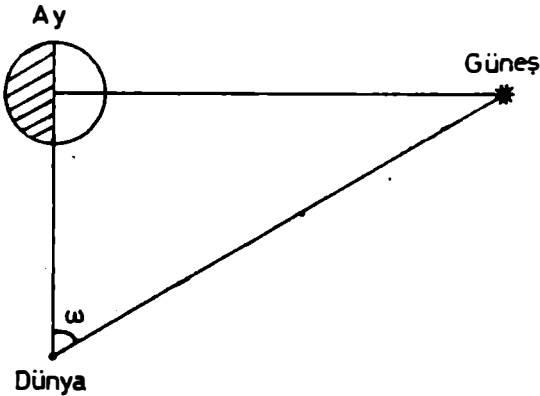
Bu şekilde, özel araç kullanmadan gözlenen Güneş yüzeyi Güneşin fotosfer (ışık küre) tabakasıdır. Fakat Güneşin bu tabaka ile sınırlı olduğu düşünülmemelidir. Fotosferin üzerinde iki tabaka daha vardır. Fakat bu tabakaları oluşturan gazın yoğunluğu öyle düşüktür ki, özel araç kullanmadan gözlenemezler. Sadece Güneş tutulmalarında özel araç kullanmadan gözlenirler ve tutulma gözlemleri bunların varlıklarının kanıtıdır.



Şekil 1-2 Yansıtılarak elde edilen Güneş görüntüsüne ait şema. İ.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nde 16.VI.1989 tarihinde T. Özışık tarafından çizilmiştir.

Güneşin Uzaklığı

Güneşin uzaklığının ne kadar olduğu çok eski zamanlardan beri merak edilegelmiş ve saptanması için değişik yöntemler uygulanmıştır. Bunlar içinde bilinen ilk bilimsel yöntem Aristarkhus'un (MÖ 310-230) kullandığıdır. Aristarkhus yönteminde ilk veya son dördün safhasında iken ay'ın dünyaya ve Güneşe olan durumundan yararlanılmış. (Şekil 1-3) Bu safhalarda iken ay-Güneş ve ay-dünya doğrultuları arasındaki açı 90° 'dir. Dünyadan ay'a ve Güneşe giden doğrultular arasındaki açı (ω) da ölçülebileceğinden, ADG dik üçgeninin benzeri elde edilir. Benzer üçgenlerde eşit açılar karşısındaki kenarların orantılı oluşu bilindiğinden dünya-ay ve dünya-Güneş uzaklıkları arasındaki oran bulunur. Görüldüğü gibi bu yöntem dünya Güneş uzaklığını dünya-ay uzaklığı cinsinden verir. Aristarkhus ω açısını 87° olarak ölçmüş ve bu değere göre de Güneş-dünya/ay-dünya = 19 bulmuştur. Dürbünün keşfinden sonra Aristarkhus'un yöntemi tekrarlanmış ve $\omega = 89^\circ 51'$ olarak bulunmuştur. Bu değere göre Güneş-dünya/ay-dünya = 380 çıkar ki, çünkü değere oldukça yakındır.



Şekil 1-3 Ay'ın ilk veya son dördün safhasından yararlanarak Güneş uzaklığının dünya-ay birimi ile bulunması.

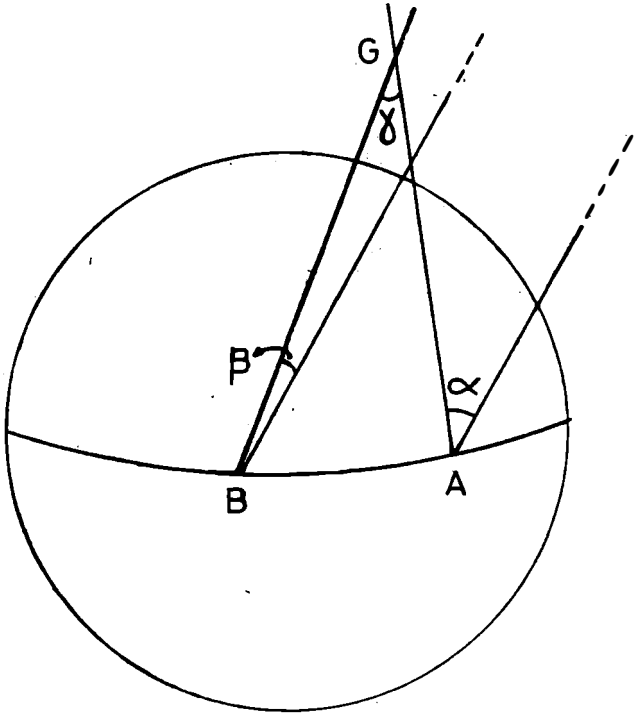
Aristarkhus'un ölçümündeki hata iki nedenden kaynaklanmaktadır. Birincisi kullanılan ölçüm araçlarının ilkel olması, ikincisi ise ilk veya son dördün safhalarının doğru zamanının çıplak gözle saptanmasındaki zorluktur. Çünkü ayın yüzeyindeki dağlar nedeni ile ayın aydınlık ve karanlık yarım dairelerini ayıran çap düz bir doğru değildir. Bu durum ayın aydınlık yüzeyinin tam bir yarım daire olduğu zamanın belirlenmesini güçleştirir. Safhanın tam zamanının hatalı olması, ölçümün de hatalı olmasına neden olur.

Güneşin uzaklığının doğru olarak saptanması çok önemlidir. Sadece bu değerin doğru olması bakımından değil, Güneş-dünya uzaklığının diğer yıldız uzaklıklarının saptanmasında birim olarak kullanılmasındandır. Bu nedenle Güneş-dünya uzaklığına astronomik birim (AB) denir.

Güneş uzaklığının saptanmasındaki çağdaş yöntemler 3. Kepler yasasına dayanır. Bu yasaya göre gezegenlerin Güneş etrafındaki hareketlerinde, Güneşe olan ortalama uzaklıklarının 3. kuvvetleri ile Güneş etrafındaki dolanım sürelerinin ikinci kuvvetleri orantılıdır. Güneş-dünya uzaklığı birim, dolanım süresi birimi de yıl olarak alındığında, herhangi bir gezegenin AB birimi ile ifade edilmiş uzaklığı (a), yıl olarak ifade edilmiş dolanım süresi (p) arasında $a^3 = p^2$ (1) bağıntısının olacağı açıktır. Eğer bu gezegenin Güneşe olan uzaklığı km olarak ölçülebilirse, (1) eşitliğinden AB'nin km olarak değeri elde edilir. AB'nin değerinin doğru olması, gezegenin km olarak ölçülmüş değerinin doğru olması ile mümkündür.

Herhangi bir zamanda bir gezegenin dünyaya olan uzaklığı ölçülürse ve bu gezegenin yörünge elemanları da biliniyorsa Güneşe olan ortalama uzaklığı bulunabilir. Bir gezegenin dünyaya olan uzaklığı ise trigonometrik yöntemle bulunabilir. Gezegenler sabit yıldızlara göre çok yakın gök cisimleri olduklarından, dünya üzerinde farklı yerlerden yapılan gözlemlerle saptanan doğrultuları,

sabit yıldız doğrultularına göre farklıdır. Şekil 1-4 bu durumu göstermektedir. Farklı gözlemcilerden aynı zamanda, gezegen görüntü merkezinde olmak üzere, çekilmiş fotoğraflarda gezegenin bir sabit yıldız göre konumunun ölçülmesi ile α ve β açıları ölçülmüş olur. Şekilden görüldüğü gibi, $\alpha - \beta = \delta$ dır. Bu A ve B arasındaki uzaklığı gezegenden gören açının değeridir ve bu değerden de gezegenin uzaklığı bulunur. Uzaklığın doğruluk derecesi, δ 'nın doğruluk derecesine bağlıdır. Gezegen ne kadar yakın ise, bu açı o kadar büyük, dolayısı ile doğruluk derecesi de büyük olur. Bu nedenle bu yöntemde dünyaya çok yaklaşabilen gezegenler yeğlenir. Yöntem ilk olarak Mars'a uygulanmış olmakla



Şekil: 1-4 Dünyaya yakın bir gezegenin uzaklığı, dünyanın farklı noktalarından sabit yıldızlara göre konumunun aynı zamanda saptanması ile bulunur.

beraber, daha sonraları, yörüngelerinin basıklığından dolayı dünyaya çok yaklaşabilen küçük gezegenlere (astroidlere) uygulandı.

Bu küçük gezegenlerden biri 1898 yılında keşfedilen Eros'dur. Yörüngesinin basıklığından zaman zaman dünyaya $1/6$ AB'ye kadar yaklaşabilmektedir. Böyle bir konumda iken trigonometrik yöntemle dünyaya olan uzaklığı km olarak en doğru şekilde saptanabilir. Aynı konumda iken, yörünge elemanlarından itibaren Güneşe olan uzaklığı AB olarak, aynı şekilde dünyanın güneşe olan uzaklığı AB olarak belli olduğundan, dünyaya olan uzaklığı AB olarak da belli demektir. Buradan AB'nin km değerine geçilir.

Eros'un böyle uygun bir konumu ilk olarak 1930 yılında gerçekleşmiştir. Bu tarih için 24 gözlemevi arasında bir işbirliği kurulmuş ve 3000 dolayında fotoğraf çekilmiştir. Bu fotoğrafların değerlendirilmesi ile Eros'un dünyaya olan uzaklığı ve yukarıda anlatıldığı gibi AB'nin km olarak değeri saptanmıştır.

$1 \text{ AB} = 149568000 \text{ km}$ ve bu değerin eşdeğeri olan parallaks açısı olarak $p = 8''.79$ bulunmuştur.

1960'lı yıllardan itibaren bazı gezegenlerin dünyaya olan doğru uzaklıkları "radar ölçümleri" ile saptanılmaya başlanmıştır. Yöntem dünyadan gezegene yollanan bir radyo dalgasının, gezegen yüzeyinden yansdıktan sonra, dünyadaki alıcılarla saptanmasıdır. Radyo dalgasının yollanması ve alıcılarla yeniden tespit edilmesi arasında geçen sürenin yarısı (t), (c) ışık hızıyla gezegene yollanan Radyo dalgasının gezegene varması için geçen zamandır. $c.t = d$ olarak uzaklık bulunur. Bu yöntemin Venüs'e uygulanması ile bulunan km olarak AB değeri Eros ile bulunan sonuçla iyi bir uyum sağlamıştır.

Güneşin Çapı

Güneşin açısal çapı $32' 36''$ (Ocak ayında, dünyanın Güneşe en yakın olduğu zaman) ve $31' 31''$ (Temmuz ayında, dünyanın güneşe en uzak olduğu zaman) değerleri arasında değişir. 1 AB ortalama uzaklık için bu değer $31' 59'' \cong 32'$ dir. Bu değerden itibaren hesaplanan yarıçap değeri, $R = 6.9 \times 10^5 \cong 7 \times 10^5$ km.dir. Ayrıca Güneş yüzeyi üzerinde $1''$ açısal uzaklığın 700 km'ye tekabül ettiği hatırd tutulmalıdır.

Güneşin Kütlesi

Güneşin kütlesi 3. Kepler yasası yardımı ile bulunur. Genel çekim yasasının gezegen hareketlerine uygulanması ile Keplerin 3. yasası

$$\frac{a^3}{p^2} = \frac{G}{4\pi^2} (M_{\odot} + M_G) \text{ şekline dönüşür.}$$

a ve p sırası ile gezegenin Güneş etrafında çizdiği elips yörüngesinin yarı büyük eksen uzunluğu ve dolanım süresi, G ise çekim sabiti olup, cm, gr, sn (CGS) sisteminde 6.67×10^{-8} dir. a'nın değeri cm, p'ninki saniye olarak uygulandığında, toplam kütle gram olarak bulunur.

Bu yasa Güneş ile dünya-ay sistemine uygulandığında

$$\frac{a^3}{p^2} = \frac{G}{4\pi^2} (M_{\odot} + M_{\oplus+e}) \quad (1) \text{ bulunur.}$$

Aynı yasa dünya ve ay sistemine uygulandığında

$$\frac{a^3}{p^2} = \frac{G}{4\pi^2} (M_{\oplus} + M_e) \quad (2) \text{ olur.}$$

(1) de a ve p sırası ile 1 AB ve 1 yıl, (2) de a, 384400 km ve p, $27 \frac{1}{3}$ gündür. (2) ve (1) taraf tarafa bölündüğünde

$$\frac{M_{\oplus} + M_c}{M_{\oplus} + M_{\oplus+c}} = 3 \times 10^{-6} \quad \text{çıkar.}$$

Bu oranın değerine göre, Güneş kütleline göre dünya-ay sisteminin kütleline çok küçük bir değer olduğu ve ihmal edilebileceği, aynı şekilde ay kütleline de dünya kütleline göre ihmal edilebilir bir değerde olduğu açıktır.

Yukardaki eşitlik

$$\frac{M_{\oplus}}{M_{\oplus}} = 3 \times 10^{-6} \text{ şekline dönüşür.}$$

Diğer taraftan dünyanın kütleline

$$M_{\oplus} = 5.98 \times 10^{27} \text{ gr olarak bilindiğinden}$$

$$M_{\oplus} = 1.99 \times 10^{33} \text{ gr olarak bulunur.}$$

Güneşin Yüzey Sıcaklığı ve Güneş Sabiti

Güneşin sıcaklığının yüzeyine bir termometre koyarak ölçülmediği ve ölçülemeyeceği açıktır. Bu sıcaklık dünyamıza yolladığı enerji yardımı ile dolaylı olarak ölçülür. Deneysel olarak bir enerji kaynağının sıcaklığı ne kadar yüksek ise yayınladığı enerjinin de o kadar büyük olduğu bilinir. Örneğin bir soba ne kadar sıcak ise odayı o kadar fazla ısıtır. Fakat somut bir sonuç için deneysel bilgi yeterli değildir; iki büyüklük arasındaki ilişki fizik yasalarla belirlenmiş olmalıdır. Kara cisim olan ışı nım kaynakları için Stefan-Boltzmann yasası birim alandan yayınlanan toplam ışı nım enerjisinin $E = \sigma T^4$ ($\sigma = 9.72 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sn}^{-1}$) şeklinde olduğunu vermektedir. Eğer Güneşin birim alanından yayınlanan toplam ışı nım enerjisi bilinirse, sıcaklığı (T) hesaplanabilir. Bu enerji değ erinin de yine dünyadan ölçülmesi gerekir. Bu iş için dünya üzerinde birim alana düş en ve “*Güneş sabiti*” adı verilen

enerji miktarı ölçülür; bu değerden Güneşin birim alanından yayılan enerji miktarına geçilir.

Güneş sabiti, Güneş-dünya uzaklığı ortalama değerde olduğunda, Güneşten gelen ışık ışınlarına dik 1 cm^2 alan üzerine 1 saniyede düşen enerji miktarıdır. Güneş sabiti erg birimi ile E_1 olsun. Bu durumda uzayda (d , Güneş dünya uzaklığı olmak üzere) d yarıçaplı bir kürenin her birim alanına (cm^2) bu değerde enerji düşer. Yani, böyle bir kürenin tüm yüzeyine Güneş $4\pi d^2 E_1$ değerinde enerji gönderir. Diğer taraftan Güneş yüzeyinin birim alanından çıkan enerji E ise, Güneşin yayınladığı toplam ışı-nım enerjisi $4\pi r^2 E$ (r , Güneşin yarıçapı) olur. Yani Güneşin $4\pi r^2 E$ değerindeki ışı-nım enerjisi, d yarıçaplı küre düzeyi üzerine yayılarak $4\pi d^2 E_1$ şekline dönüşür. Bu iki değer eşit olduğundan,

$$\frac{E}{E_1} = \frac{d^2}{r^2}$$

olur. d ve r değerleri bilindiğinden, Güneş yüzeyi üzerindeki birim alanın toplam enerjisi

$$E = \frac{d^2}{r^2} E_1$$

olarak bulunur. Eğer ölçülen enerji kalori veya vat olarak ölçülmüş ise, $1 \text{ kalori} = 4.186 \times 10^7 \text{ erg}$ ve $1 \text{ vat} = 10^7 \text{ erg/sn}$ bağıntıları yardımı ile Güneş sabiti " $\text{erg cm}^{-2} \text{sn}^{-1}$ " birimine dönüştürülür.

Bütün bu işlemlerden görüldüğü gibi, sonuca varabilmek için yapılması gereken doğru olarak Güneş sabitinin ölçülmesidir. Bu ölçüm "pirheliyometre" veya "aksinometre" adı verilen aletlerle yapılır. Bu aletler, üzerlerine düşen Güneş ışı-nımını absorplayarak ısı enerjisine dönüştüren, siyah birer yüzeye sahiptirler. Dönüştürülen ısı enerjisi, ya alıcıda termoelektrik etki olarak (aksinometrede), ya

da belirli miktarda suyun ısıtılmasından (pirheliyometrede) elde edilir. Güneş sabitinin değeri $2\text{kal cm}^{-2}\text{dakika}^{-1}$ dir. Bu değer 1 gram suyun sıcaklığını 1 dakikada 0° den 2° çıkaran bir enerji miktarıdır. Bu şekilde ölçüldükten sonra dönüştürülen Güneş sabiti $1.395 \times 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ sn}^{-1}$ olarak bulunur. Güneş yüzeyi üzerinde 1 cm^2 alandan yayınlanan toplam ışıınım enerjisi, bu değerin d^2/r^2 katı olduğundan, bu değer kolaylıkla hesaplanıp, Stefan-Boltzmann bağıntısında yerine konulduğunda Güneş yüzey sıcaklığı olarak $T = 6000^\circ$ bulunur.

Güneş sabitinin ölçümü yapılırken dikkat edilecek bir nokta dünya atmosferinin zayıflatıcı etkisidir. Bu etkiyi en aza indirmek için ölçümlerin yüksek dağlarda veya balonlar yardımı ile atmosferin yeterince yüksek bölgelerinde yapılması uygundur.

Güneşin Enerji Kaynağı

Güneş enerjisinin nereden kaynaklandığı sorusu astronomları uzun yıllar uğraşmıştır. 19. asırda, o zaman için bilinen enerji kaynaklarına uygun olarak, bazı açıklamalar yapılmıştı. Fakat radyoaktif elemanlere ait ölçümlerden dünyanın yaşının birkaç milyar yıl olduğunun anlaşılması ile bu açıklamalar geçerliliklerini yitirmiştir. Çünkü, bu koşulda Güneşin de en az dünya kadar yaşlı olması gerekir. Halbuki bu açıklamaların hiçbirisi Güneşin bu süre içinde sürekli olarak bu enerjiyi yayınlamasına yeterli değildir.

Güneşin enerji kaynağı ile ilgili çağdaş görüş şudur: Enerji, çok yüksek sıcaklığa sahip merkez bölgede meydana gelen nükleer (çekirdeksel) etkileşmelerle ortaya çıkmaktadır. Asrımızın başından beri kuramsal fizik alanındaki gelişmeler bu sonuca varılmasını sağlamıştır. İlk Einstein "özel rölâtivite" kapsamında meşhur

$E = mc^2$ (m, gram olarak kütle, c, 300000 km/sn olarak ışık hızı) denklemini ortaya koydu. Bu denklemin anlamı şudur: Kütle enerjiye dönüşür; ya da enerji kütleye.

1 gramlık kütlenin enerjiye dönüşmesi ile oraya çıkan enerji hesaplanabilir. $m = 1 \text{ gr}$, $c = 300000 \text{ km/sn}$

$$E = 1 \text{ gr. } (300000 \text{ km/sn})^2$$

$$E = 1 \text{ gr. } (3 \times 10^{10} \text{ cm/sn})^2$$

$$E = 9 \times 10^{20} \text{ gr cm}^2 \text{ sn}^2$$

$$\text{gr cm}^2 \text{ sn}^{-2} = \text{erg olduğundan}$$

$E = 9 \times 10^{20} \text{ erg}$ değerinde bir enerjinin açığa çıktığı görülmektedir. Bu enerji daha fazla kullanılan bir enerji birimine, örneğin kaloriye dönüştürülürse,

$$1 \text{ kalori} = 4.18 \times 10^7 \text{ erg olduğundan}$$

$9 \times 10^{20} \text{ erg} = 2 \times 10^{13} \text{ kalori}$ bulunur ki, bu çok büyük bir enerjidir ve bu enerjiye eşdeğer enerji elde etmek için yüzlerce ton kömür gerekir.

Fakat belirtilmelidir ki, bu kuramsal olarak bulunan bir değerdir. Gerçekte Einstein'ın meşhur denklemi kütlenin enerjiye nasıl dönüştürüleceğini vermez. Normal koşullarda kütle de enerjiye dönüşmez. Ancak 1930'lu yıllarda bir dizi nükleer etkileşme ile maddenin enerjiye dönüşebileceği gösterildi. Daha önceki yıllarda da Güneşin merkez bölgesinde sıcaklığın çok yüksek ($15 \times 10^6 \text{ K}$) olduğu hesaplanmıştı. Bu sıcaklık nükleer etkileşmeye yeterlidir. Bu sıcaklıkta her biri bir protondan oluşan 4 hidrojen çekirdeği, 2 proton ve 2 nötron içeren bir He çekirdeğine dönüşür. Fakat bir He çekirdeği, 4 hidrojen çekirdeğinin toplamından % 0.7 daha hafiftir. Yani 1 kg hidrojen helyuma dönüşse 7 gr hidrojen açıkta kalır ve bu enerjiye dönüşür. 1 gr kütlenin enerjiye dönüşümü ile $9 \times 10^{20} \text{ erg}$ 'lik bir enerji sağlandığından 7 gr'lık kütlenin dönüşümünden açığa çıkan enerji $6.3 \times 10^{21} \text{ erg}$ olur. Güneşin bir saniyede yayınladığı yaklaşık $4 \times 10^{33} \text{ erg}$ değerindeki enerjinin sağlanması için, bir saniyede yaklaşık 10^{11} kg hidrojenin helyuma dönüşmesi gerekir. Bununla beraber endişe etmemek gerekir; çünkü, Güneş daha milyarlarca yıl bu enerjiyi sağlayacak hidrojen stokuna sahiptir.

Dünya koşullarında nükleer etkileşme ile böyle bir dönüşüm mümkün değildir. Fakat Güneş merkezindeki sıcaklık koşulunda, büyük çoğunluğu hidrojen olan gazın atomları hem tamamen iyonlaşmış durumdadır, hem de serbest elektron ve protonlar büyük hızlarla hareket halindedir. Bu koşulda bir protonun diğer bir protonla çarpışması olasıdır. Böyle bir çarpışma sonucu 2 protonun birleşmesine “füsyon”, bu şekilde oluşan füzyona da “termonükleer füsyon” denir.

Gerçekte tüm yıldızlar enerjilerini termonükleer füzyon ile sağlarlar. Hidrojen çekirdeklerinin helyum çekirdeğine dönüşmesi birkaç adımda gerçekleşen bir dizi füzyon ile meydana gelir. Dönüşümün nasıl bir dizi izlediği yıldızın merkezindeki sıcaklığa bağlıdır. Sıcaklığı 16×10^6 K'e kadar olan yıldızlarda “proton-proton zinciri” denilen dizi geçerlidir. Daha yüksek sıcaklıklar için ise “karbon sikli” denilen dizi dönüşümü sağlar. Güneş merkezinde sıcaklık proton-proton zinciri için uygundur. (*)

Güneşin İç Yapısı

Yıldızlarla karşılaştırıldığında Güneş çok ayrıntılı gözlem olanı sağlamlasına karşın, yine de bu gözlemler sadece yüzey ile sınırlı kalmakta, yüzeyin alt bölgeleri gözlenememektedir. Bu durumda Güneşin iç yapısı, tüm yıldızlarda olduğu gibi, fizik yasalar yardımı ile kuramsal olarak oraya konur. Merkezden yüzeye veya yüzeyden merkeze doğru için yapıya ait sıcaklık (T), basınç (p), yoğunluk (ρ) gibi fiziksel büyüklüklerin değerleri, ya da bunların uzaklıkla nasıl değiştiği matematiksel olarak hesaplanır. Bu şekilde ortaya çıkan yapıya “Güneş modeli” denir.

Ayrıntılı hesaplara girişmeden de, kabaca Güneş maddesinin fiziksel durumu tahmin edilebilir. Çünkü, dünya üzerinde Güneş yü-

(*) Bu konuda daha ayrıntılı bilgi için bkz.: Astronomide Temel Bilgiler, II Kısım 23. Bölüm.

zeyinin sıcaklığı olan 6000°K sıcaklığı elde etmek çok güçtür. Ayrıca bu sıcaklıkta tüm maddeler önce erir; sonra buharlaşır. Kısaca dünya üzerinde bir maddeyi bu sıcaklığa çıkarıp, bir kapta tutmak olanaksızdır. Halbuki Güneş bu sıcaklıktaki maddeyi bir arada tutabilmektedir. Bunun nedeni yüzeyindeki kütleçekim (gravitasyon) kuvvetidir. Kütlenin büyüklüğü nedeni ile çekim kuvveti dünyadaki çekim kuvvetinin 20 katından büyüktür. Bunun sonucu olarak, dış tabakaların ağırlığı ile Güneşi oluşturan sıcak gaz uzaya yayılmamaktadır. Bütün bunlardan Güneşin çok yüksek sıcaklıkta bir gaz küresi olduğu sonucuna varılır.

Ayrıca belirtilmelidir ki, Güneşin sıcaklığı ve ortalama değeri 1.4 gr/cm^3 olan yoğunluğu merkeze doğru gidildikçe artar. Merkezde sıcaklığın $15 \times 10^6^{\circ}\text{K}$ olduğu hesaplanmaktadır. Bu sıcaklıktaki madde ise tamamen iyonlaşmış durumdadır. Yani, elektron ve iyonların özgürce hareket ettikleri bir plazma ortamıdır.

Matematiksel olarak ayrıntılı model, Güneşin ve yüzeyine ait fiziksel büyüklüklerden hareketle ve değişik sıcaklık ve basınçta gaza ait fiziksel özellikler dikkate alınarak yüzeyden itibaren adım adım merkez bölgeye varılarak elde edilir. İşlemlere başlarken aşağıdaki varsayımlar kabul edilir:

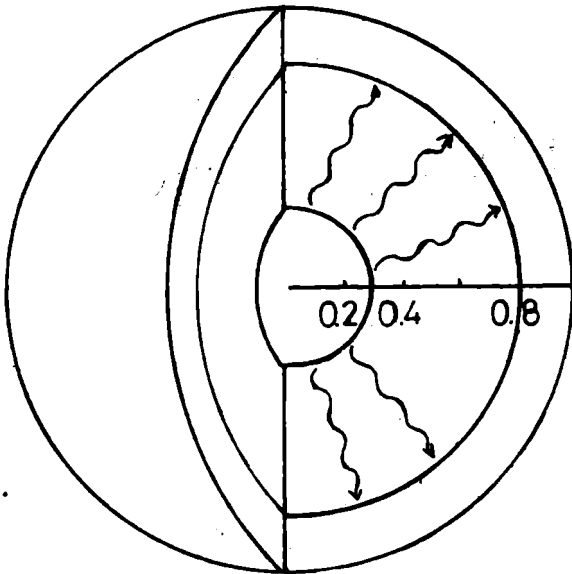
1) Güneş küresel simetriye sahiptir. Bunun anlamı şudur: Merkezden aynı “r” uzaklığında farklı iki noktanın koşulları aynıdır. Başka bir deyişle koşullar sadece “r” ile değişir.

2) Güneş mekanik (hidrostatik) denge halindedir. En basit anlatımla şu anlama gelir: Güneşin çapı sabittir. Yani Güneşte hacimsel bir büyüme ya da büzülme yoktur. Bu varsayım Güneşin içindeki küçük hacimli bir maddeye içerden dışarı ve dışardan içeri etki yapan kuvvetlerin denge halinde olduğunu ifade eder.

3) Güneş termik denge halindedir. Güneş yüzeyinden bir saniyede yayınlanan kadar enerjinin merkezinde üretilmesi durumuna termik denge hali denir. Bu denge hali ancak dışa doğru yavaş fakat sürekli bir enerji akımı ile sağlandığından, yıldızın içinde herhangi bir noktada sıcaklık da sabittir.

Hesaplara başlamadan bu varsayımlara Güneşin içindeki enerji iletimi (transferi) şeklinin de eklenmesi gerekir. Anakol yıldızlarında merkezden dışa doğru enerji iki şekilde iletilir: 1) Işınlıma (radyasyonla), 2) Konveksiyonla.

Işınlıma iletim, merkezde meydana gelen enerjinin fotonlarla yüzeye doğru yayılmasıdır. Fotonların yayılma doğrultuları, Güneş içindeki atom ve elektronlarla olan çarpışmalar sonucu, çok dağınık olmakla beraber, toplam olarak alındığında, sıcak merkezden oldukça soğuk dış yüzeye doğrudur; yüzeyden de uzaya yayılır. Merkezde meydana gelen enerjinin foton olarak Güneş yüzeyine ulaşım, Güneş ışınlımı olarak uzaya yayılması yaklaşık bir milyon yıl sürer. Konveksiyon ile enerji iletimi ise, sıcak bölgelerden soğuk bölgelere doğru gaz akımı ile sağlanır. Bu şekildeki iletim sıcaklık enerjisinin iletimidir.



Şekil 1-5 Güneşin iç yapısının şematik görünümü. Merkezden $0.3 R_{\odot}$ 'e kadar olan bölge çekirdek bölge, bu bölgeden $0.8 R_{\odot}$ 'e kadar olan bölge radyatif bölge, $0.8 R_{\odot}$ ile $1 R_{\odot}$ arasındaki bölge ise konvektif bölgedir.

Tüm bu bilgiler matematiksel denklemlerle ifade edilir ve Güneşin ışıma gücü $L = 4 \times 10^{33}$ erg/sn, yüzeyi için $T = 5800^\circ\text{K}$, yoğunluk $\rho = 0$ ve gaz basıncı $p = 0$ alınarak çözüme başlanır. Sonra adım adım derine doğru gidilerek aynı büyüklükler farklı tabakalar için hesaplanır. Bu şekilde ortaya konan Güneş modeli Şekil 1-5'de verilmektedir.

Güneşin, merkezinden $0.3 R_\odot$ uzaklığına kadar olan bölgesi çekirdek bölge olarak isimlendirilir. Burası çekirdek etkileşmelerinin meydana geldiği bölgedir. Çekirdek bölgeden $0.8 R_\odot$ uzaklığı kadar olan bölge radyatif bölge adını alır. Bu bölge enerjinin ışınlı iletiliği bölgedir. $0.8 R_\odot$ uzaklığından Güneş yüzeyine kadar olan bölge ise konvektif bölgedir. Bu bölgede enerji konveksiyon ile, yani gaz akımları ile iletilir.

Çizelge 1-1. Güneş Modeline göre Kütle, Sıcaklık ve Yoğunluk Değerleri

$r/R_\odot$	$m/M_\odot$	$T (10^6\text{K})$	(gr/cm^3)
0.0	0.00	15.5	160
0.1	0.10	13	90
0.2	0.35	9.5	40
0.3	0.65	6.7	13
0.4	0.80	4.8	4
0.5	0.90	3.4	1
0.6	0.95	2.2	0.4
0.7	0.97	1.2	0.08
0.8	0.99	0.7	0.02
0.9	0.999	0.3	0.002
1.0	1.0	0.006	0.0000003

Çizelge 1-1'de merkezden itibaren kütle, sıcaklık ve yoğunluğun nasıl değiştiği görülmektedir. $r/R_\odot = 0.8$ değerinde $m/M_\odot = 0.99$ olduğuna dikkat edilmelidir. En dış konveksiyon bölgesinde (~140000 km kalınlığında bir tabaka) yoğunluk çok çok küçüktür. Çünkü bu bölge Güneş kütlesinin sadece çok küçük bir yüzdesine sahiptir.

II

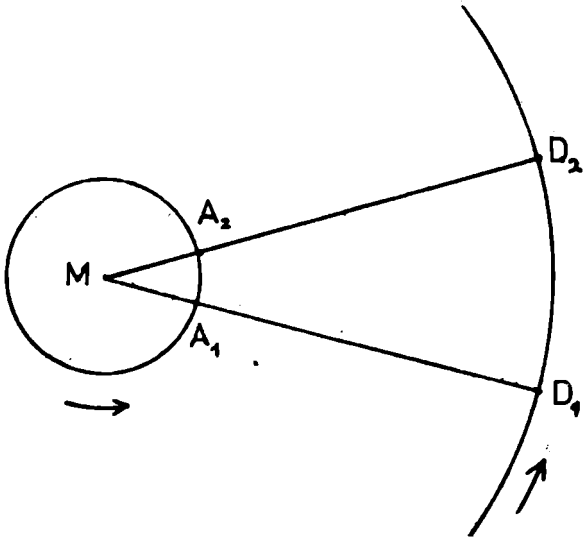
Güneşin Dönmesi

Fotoster tabakası üzerinde gözlenen olaylar içinde en çarpıcı olanı lekeleridir. Bunlar fotostere göre daha koyu renkte görünen bölgelerdir. Nokta şeklinde olanlar da, oldukça büyük bir alan kaplayanlar da vardır. Örneğin dünya yüzeyinin yüz katı büyüklüğünde alan kaplayan leke grupları gözlenmiştir. İlerki bölümlerde kendilerine özgü özellikleri ayrıntılı anlatılacak olan lekeler ayrıca, Güneşin bir eksen etrafında döndüğünü de gösterir. Sürekli gözlenmeleri ile hem Güneşin döndüğü, hem de dönme süresinin uzunluğu saptanabilmektedir. Güneşin doğu kenarında gözlenen uzun ömürlü bir leke grubu yaklaşık 13 gün sonra batı kenarına ulaşır ve Güneşin görünmeyen yüzeyine geçer. Eğer ömrü yeterince uzun ise, 13-14 gün sonra doğu kenarında yeniden görünür. Böyle uzun ömürlü bir leke grubunun Güneşin merkezselsel boylamından (görünen diskin merkezinden geçen boylam dairesi) ard arda iki geçişi arasındaki zaman yaklaşık 27 gündür.

Bu süre değişik nedenlerle biraz uzayıp, kısalabilir. Bu nedenlerden biri leke grubunun kendine özgü gelişim özelliği olabilir. Gelişimi süresince grubun doğu tarafındaki leke veya lekelerinin kaybolduğunu varsayarsak, süre daha kısalmış gibi saptanabilir. Çünkü, merkezselsel boylamdan ilk geçiş zamanı için leke grubunun ağırlık merkezine rastlayan nokta, ikinci geçişte batıya kaymış olacağından merkezselsel boylama daha erken varır. Bu

gelişimin tam tersi de olabilir; bu süre içinde doğu tarafında yeni lekeler oluşabilir veya batı tarafından kaybolanlar olabilir. Bu durumda ağırlık merkezi doğuya kayar ve merkezsel boylamdan ikinci geçiş zamanı daha geç olur. Fakat istatistik sonuç olarak uzun yaşayan leke grubunun merkezsel boylamdan ard arda iki geçişi arasındaki süre yaklaşık 27 gündür.

Bu şekilde saptanan dönme süresi Güneş'in kendi eksenini etrafında 360° dönmesi için geçen süre anlamına gelmez. Çünkü dünya da Güneş'in etrafında dolanmaktadır ve dolanım yönü Güneş'in kendi eksenini etrafındaki dönme yönü ile aynıdır. Güneş bir dönüşünü tamamladığında, dünya da yörüngesi üzerinde hareket etmiş olacağından, leke grubu henüz dünyadan görünen merkezsel boylama varmamış olur. Şekil 2-1'den görüldüğü gibi, merkezsel boylama varabilmesi için, belirli bir açı kadar dönmesi gerekir ki, bu açı, bu süre içinde dünyanın Güneş etrafındaki hareketinin açısal değeridir.



Şekil 2-1 Sideral ve sinodal dönme süreleri dünyanın Güneş etrafındaki hareketinden dolayı farklıdır.

Leke grupları yardımı ile bulunan dönme süresi Güneşin kendi eksenini etrafında 360° dönmesi için geçen zamandan daha uzundur. Bu dönme süresine “*sinodal*” (görünen) periyot denir. Güneşin kendi eksenini etrafındaki bir dönme süresine, yani 360° dönmesi için geçen süreye ise “*sideral*” (gerçek) periyot denir. Sideral periyottan daha uzun olan sinodal periyot, yukarıda anlatıldığı şekilde, leke gözlemlerinden saptandıktan sonra, Şekil 2-1 yardımı ile iki periyot arasında ilişki kurularak ortalama sideral periyot hesaplanabilir. Bu ilişki şöyle kurulur:

Sinodal periyot P' gün

Sideral periyot P gün olsun.

Dünya D_1 de iken, tam merkezsel boylam üzerinde (A_1) ile gösterilen bir leke bulunsun. Güneş bir sideral periyodunu tamamladığında, dünya yörüngesi üzerindeki D_1 noktasında olmayacağından, A_1 lekesi de merkezsel boylamda gözlenemeyecektir. Merkezsel boylamda gözlenmesi için dünya D_2 noktasına vardığında, Güneşin $D_1MD_2 = \alpha$ açısı kadar daha dönmesi gerekir. Dünya yörüngesi üzerinde bir günde açısal olarak $360^\circ/365$ hareket ettiğinden sinodal periyodun tamamlanması için Güneşin kendi eksenini etrafında dönmesi gereken α açısının değeri

$$\frac{360^\circ}{365} P' \quad (1) \text{ olur.}$$

Diğer taraftan sideral periyot P gün olduğundan, lekenin Güneş yüzeyi üzerindeki günlük açısal hareketi $360^\circ/P$ dir. Bu durumda $D_1MD_2 = A_1MA_2 = \alpha$ açısı $P' - P$ günde oluşan bir hareket olur ki, değeri

$$\frac{360^\circ}{P} (P' - P) \quad (2) \text{ dir.}$$

(1) ve (2) birbirine eşit olduğundan,

$$\frac{360^\circ}{365} P' = \frac{360^\circ}{P} (P' - P) \text{ ve}$$

$$\frac{P'}{365} = \frac{P'}{P} - 1 \quad \text{bulunur.}$$

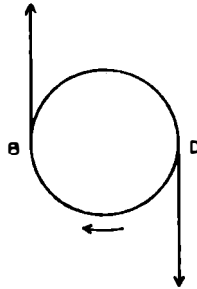
P' için bulunan gözlemsel değer yerine konulduğunda P için yaklaşık 25 gün bulunur.

Bu yöntemle dolaylı olarak saptanan sideral periyot, aşağıda anlatılacak spektroskopik yöntemle doğrudan doğruya da ölçülebilmektedir.

Sideral Periyodun Spektroskopik Yöntemle Saptanması

Güneş doğu-batı yönünde dönerken, Şekil 2-2'de gösterildiği gibi, doğu kenarı dünyaya yaklaşacak, batı kenarı ise uzaklaşacaktır. 3. Bölümde anlatılan Doppler olayı yardımı ile böyle bir hareketin varlığı ve hareket hızı saptanabilir. Bu iş için spektrum alınması gerekir. Doğru kenarında bir bölge ile batı kenarında bir bölgeden aynı zamanda elde edilen spektrumlar üzerinde Fraunhofer çizgilerinin (Bkz.: 3. Bölüm) sürekli spektrum üzerinde farklı yönlerde kaymış olduğu görülür. Kaymalar doğu tarafına ait spektrumda kısa dalga boyu yönünde, batı tarafına ait olanda ise uzun dalga boyu yönündedir. Bu gözlem sonucu doğu kenarının yaklaştığını, batı kenarının uzaklaştığını gösterir. Her hangi bir

spektral çizgiden kayma miktarı ölçülüp, $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}$ Doppler formülünde yerine konulduğunda lineer hareket hızı bulunur.



Şekil 2-2 Doğru batı kenarlarında dönme yönünün farklı oluşu Doppler olayında ortaya çıkar.

Güneş ekvatorunda bu yöntemle elde edilen lineer hız 2.00 km/sn dir. Bu hız değeri, (r) Güneşin yarıçapı olmak üzere, $\frac{2\pi r}{86400.v} = P$

de yerine konulduğunda, gün olarak sidereal periyot bulunur. Ekvatordaki lineer hızdan bulunan sidereal periyot 25.3 gün, açısız hız değeri ise 14.°23/gün olarak hesaplanır. Eğer spektroskopik gözlemler herhangi bir (b) helyografik enleminde yapılmış ise, sidereal periyot $\frac{2\pi r \cdot \cos b}{86400.v} = P$ olarak hesaplanır.

Diferansiyel Dönme

Lekelerle yapılan araştırmalarla da, spektroskopik yöntemle bulunan sonuçlarda da görülmüştür ki, günlük açısız hız Güneş yüzeyinin her bölgesinde aynı değildir. Ekvatorda en büyüktür; yüksek enlemlere çıkıldıkça küçülür. Bunun sonucu olarak sidereal periyot ekvatorda en kısadır; yüksek enlemlere çıkıldıkça periyot uzar. Bu olaya, farklı enlemlerde farklı dönme süresi anlamına gelen, *diferansiyel dönme* denir. Bunun anlamı Güneş küresinin bir katı cisim gibi dönmediğidir. Eğer bir katı cisim gibi dönseydi, her noktasında açısız hız aynı olurdu.

İlk kez 1863 yılında Carrington tarafından dikkat çekilen bu olay günümüzde de ilginçliğini ve güncelliğini korumaktadır. Pek çok astronom tarafından değişik gözlemevlerindeki leke gözlem serilerinin veya spektroskopik gözlemlerin çok duyarlı bir şekilde değerlendirilmesi ile günlük açısız hız değerinin helyografal enleme

$\phi = A + B \sin^2 b$ şeklinde bağılı olduğu bulunmuştur. Bu bağıntıda (b) enlemi, ϕ ise (b) enlemindeki açısız hızı göstermektedir. A ve B ise araştırmacıların buldukları katsayılarıdır. 0° enleminde, yani ekvatorunda, günlük açısız hız değerinin A olduğu açıktır.

1874-1944 yılları arasını kapsayan dönemde Greenwich gözlemevinde yapılmış güneş gözlemlerinden uzun ömürlü leke grupları seçilerek kapsamlı bir araştırma yapılmış ve

$$\varphi = 14.^\circ 38 - 2.^\circ 77 \sin^2 b \text{ bulunmuştur.}$$

Bu sonuca bağlı olarak değişik enlemlerdeki açısal hız ve sideral periyotlar Çizelge 3-1'de verilmiştir.

Çizelge 3-1

b	φ	P
0°	14°.38	25.0 gün
±10	14.30	25.2
20	14.05	25.6
30	13.65	26.3
40	13.22	27.2
50	12.73	28.3
60	12.28	29.3
70	11.80	30.2
80	11.66	30.9

Kullanılan gözlem dataları değiştikçe hesaplanan A ve B katsayılarında ufak farklılıklar bulunmaktadır. 21. çevrim için İstanbul Üniversitesi gözlemevine ait leke gözlemlerinin indirgenmesi ile yapılmış bir çalışmada (Nurol AL, 1992)

$$A = 14.^\circ 51 \text{ ve } B = -2.^\circ 11 \text{ bulunmuştur.}$$

Günümüzde diferansiyel dönmenin, çevrime bağlı olup olmadığıнын yanı sıra, yüksekliğe bağlı olup olmadığı da araştırılmaktadır. Bunun için güneşin farklı tabakalarındaki, lekeler gibi uzun ömürlü olan başka olaylara ait gözlemler değerlendirilmektedir.

Sinodal Dönmelerin Numaralandırılması

Herhangi bir günde Güneşi gözlemek Güneş yüzeyinin tam yarısını gözlemektir. Fakat birbirini izleyen günlerde Güneşi gözlemek hep aynı yarı küreyi gözlemek anlamına gelmez. Güneşin dönmesi nedeni ile, herhangi bir gözlem gününden bir sonraki gözlem gününde yüzeyin bir bölümü batı kenarından arka yüzeye geçip gözlenemeyecek, buna karşın daha önce gözlenemeyen bir bölüm doğu kenarından gözlenen yüzeye gelecek ve bu böyle sürecektir. Kısaca her gün gözlenen Güneş yarı küresinde sürekli bir değişiklik olacaktır. Bununla beraber tam bir sinodal dönme süresi içinde sürekli olmamakla beraber, tüm güneş yüzeyi gözlenir. Bu nedenle Güneş dönmelerini numaralamak ve olayların hangi numaralı dönme zamanı içinde gözlendiğini kayıt etme gereği doğmuştur.

9 Kasım 1853 tarihinde başlayan 1. olmak üzere sinodal dönmeler numaralanmaktadır. Bundan sonrakiler sırası ile 2., 3., olarak günümüze kadar gelmiştir. Fakat diferansiyel dönme nedeni ile ortalama bir sinodal dönme süresinin saptanması gerekir. Bu süre 15° helyografik enleme tekabül eden dönme süresi olup, 27.27 gündür. Gerçekte, dünyanın yörünge hızının eşit olmamasından, bu süre 27.34 gün (Ocak ayında) ile 27.20 gün (Temmuz ayında) arasında değişir. Çizelge 2-2'de 1996 yılındaki dönme numaraları ve bunların başlangıç zamanları verilmektedir. Zamanlar, genel zaman (GZ) olup, ondalıklı günlerle verilmektedir. Fakat bu zamanlardan kolaylıkla gün, saat, dakika değerlerine geçilebilir. Diğer yıllara ait dönme numaraları astronomi yıllıklarından bulunabilir.

Çizelge 2-2

1996 yılındaki sinodal dönme numaraları ve başlangıç zamanları

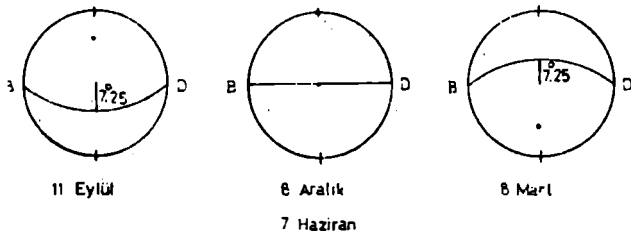
No	Başlangıç		No	Başlangıç	
1904	1995 Aralık	20.72	1911	Haziran	28.70
1905	1996 Ocak	17.06	1912	Temmuz	25.90
1906	Şubat	13.40	1913	Ağustos	22.13
1907	Mart	11.73	1914	Eylül	18.39
1908	Nisan	8.03	1915	Ekim	15.67
1909	Mayıs	5.28	1916	Kasım	11.97
1910	Haziran	1.50	1917	Aralık	9.28

Helyografal Koordinat Sistemi

Küresel şekilli bir cismin dönmesi konu olduğunda, bu cismin dönme ekseninin ve ekvatorunun olacağı açıktır. Bu cismin yüzeyi üzerindeki bir nokta ya da bölgenin yerinin tam olarak belirlenmesi için de bir koordinat sistemi gerekir. Dünyadakine benzer şekilde, Güneş yüzeyi için de bir koordinat sistemi oluşturulmuştur. Yani, ekvatora paralel enlem daireleri ve boylam daireleri ile bölündüğü varsayılmıştır. Buna, Güneşe özgü anlamına gelen, “*helyografal koordinat sistemi*” denir. Bu sistemin ekvatorunun ve dönme ekseninin dünyaya göre durumu bilindiğinde, Güneşin dünyaya yönelmiş yarım küresinin izdüşümü olan, görünen diskin gerçek durumu da bilinmiş olur.

~ Dünyanın Güneş etrafında dolanım yaptığı, bu dolanımı 365.24 günde tamamladığı ve bu dolanım yörüngesinin içinde bulunduğu düzleme “*tutulma*” (ekliptik) düzlemi adı verildiği bilinmektedir. Güneşin dönme ekseninin durumunun bilinmesi, bu eksenin tutulma düzlemine göre durumunun bilinmesi ile mümkündür:

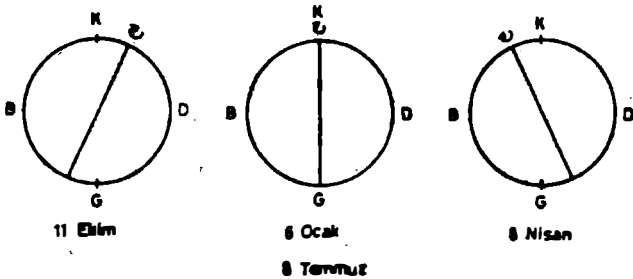
Dönme eksenini tutulma düzlemine dik değildir; bu düzlem ile $82^{\circ} 75$ lik sabit bir açı yapar. Başka bir deyişle, bu düzlem dik doğrultu ile $7^{\circ}.25'$ lik bir açı yapar. Diğer taraftan dönme ekseninin tutulma düzlemi içindeki yönü o şekildedir ki, dünya yörüngesi üzerinde hareket ederken 8 Eylül'de bulunduğu konumdan eksenin kuzey kutbunu kendisine en fazla eğilmiş şekilde görür. Bunun sonucu olarak da, bu tarihte Güneş ekvatoru görünen diskin merkezinden değil, merkezin güneyinden, görünen merkezden $7^{\circ}.25$ daha güneyden geçer. Bu tarihten 6 ay sonra, 8 Mart'ta ise, dünyanın yörüngesi üzerindeki konumundan dolayı, Güneşin güney kutbu dünyaya en fazla eğilmiş durumdadır. Bu kez Güneş ekvatoru görünen merkezin $7^{\circ}.25$ kuzeyinden geçer. Bu iki tarihin tam ortalarına rastlayan tarihlerde ise (7 Aralık ve 6 Haziran) Güneşin dönme ekseninin dünyaya göre eğimi 0° dir. Bu tarihte dönme ekseninin kuzey ve güney kutupları görünen diskin tam kenarında olur ve Güneş ekvatoru görünen diskin merkezinden geçer. Bu durumda görünen diskin kuzey ve güney yarım küreleri, güneşin tam kuzey ve güney yarım kürelerinin izdüşümü olur.



Şekil 2-3 Güneşin dönme ekseninin ve ekvatorunun görünen diske göre durumu.

Şekil 2-3'de bu dört tarih için görünen disk üzerinde dönme ekseninin ve ekvatorun durumu gösterilmektedir. Doğal olarak bu zaman aralıklarında ekvatorun görünen merkeze uzaklığı $-7^{\circ}.25$ ve $+7^{\circ}.25$ arasında değişir. Bunların anlamı özet olarak şudur: Güneş dönme ekseninin tutulma düzlemine göre olan eğiminin dünyadan nasıl görüldüğü, görünen disk merkezinin Güneş ekvatoruna olan uzaklığı ile ifade edilir.

Helyografal koordinat sisteminin görünen disk üzerinde nasıl izdüşürülmüş olduğunu ortaya koymak için , görünen merkezin ekvatora olan uzaklığının bilinmesi yeterli değildir. Dönme ekseninin kuzey-güney (dünyanın dönme ekseninin doğrultusu) doğrultusu ile olan durumunun da bilinmesi gereklidir. Çünkü, dünya Güneş etrafındaki dolanımı sürdürürken, kendi dönme eksenini de tutulma düzlemine dik değildir. Bu nedenle güneş dönme ekseninin kuzey-güney doğrultusu ile yaptığı açı, Güneş ve dünyanın dönme eksenlerinin tutulma düzlemi ile yaptığı eğimlerinin bir bileşkesi olarak bir yıl içinde günden güne değişir. 5 Ocak ve 7 Temmuzda iki eksen çakışır. Buna karşın 8 Nisan'da batı yönünde, 11 Ekim'de doğu yönünde olmak üzere iki doğrultu arasındaki açı en büyüktür. Şekil 2-4'de bu dört tarih için dönme eksenini ile kuzey-güney doğrultusu arasındaki durum gösterilmektedir.



Şekil 2-4 Güneşin dönme ekseninin kuzey-güney doğrultusuna göre durumu.

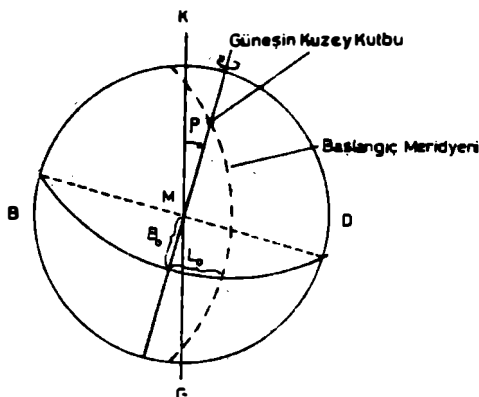
Yukarda anlatılanlar aşağıdaki gibi özetlenebilir:

Görünen merkezin helyografik enlemi B_0 ile gösterilir ve ekvatorun kuzeyinde ise (+), güneyinde ise (-) alınır.

Güneşin dönme eksenini ile kuzey-güney doğrultusu arasındaki açı P ile gösterilir ve buna durum açısı denir. Dönme eksenini kuzey-güney doğrultusunun doğusunda ise (+), batısında ise (-) alınır. Çizelge 2-3'de P ve B_0 değerlerinin yıllık değişimi verilmektedir.

Çizelge 2-3
P ve B_0 değerlerinin yıllık değişimi

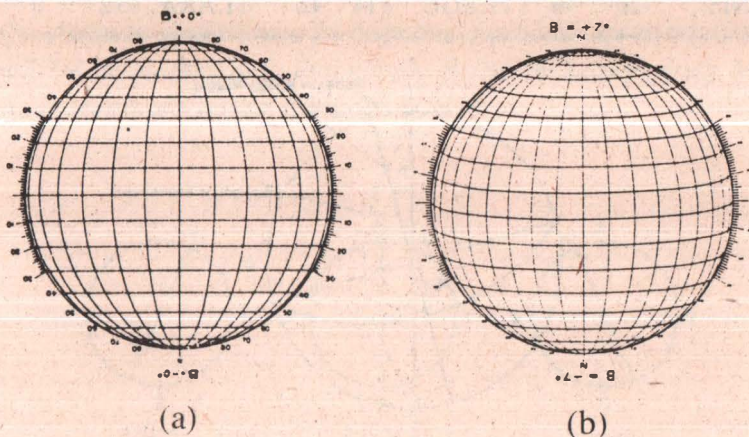
GÜN	P	B_0	Gün	P	B_0	Gün	P	B_0
1.OCA.	+2°	-3°	1.MAY.	-24°	-4°	1.EYL.	+21°	+7°
21.OCA.	-7	-5	21.MAY.	-19	-2	21.EYL.	+25	+7
11.ŞUB.	-16	-7	11.HAZ.	-12	+1	11.EK.	+26	+6
1.MAR.	-21	-7	1.TEM.	-3	+3	1.KAS.	+25	+4
21.MAR.	-25	-7	21.TEM.	+6	+5	21.KAS.	+20	+2
11.NİS.	-26	-6	11.AĞU.	+14	+6	11.ARA.	+12	0



Şekil 2-5 Belli bir zamanda durum açısı P , görünen merkezin helyografal enlemi B_0 ve merkezsel boylamın başlangıç boylamına (meridyenine) uzaklığı L_0

Şekil 2-5'de herhangi bir günde görünen merkezin ekvatora göre durumu ve dönme ekseninin kuzey-güney doğrultusuna göre durumu gösterilmektedir.

Kolaylıkla görüldüğü gibi, B_0 değıştikçe, gözlenen disk üzerinde koordinat sisteminin enlem ve boylam dairelerinin durumu ve şekli değışmektedir. Bu nedenle görünen diskin yarı çapı büyüklüğünde ve değışik B_0 değeri için şeffaf şebekeler yapılır. Bu şebekeler yardımı ile yüzey üzerindeki oluşumların, lekelerin veya bir noktanın helyografal koordinatları kolaylıkla bulunur. Bu iş için $B_0 = 0^\circ, +1^\circ, +2^\circ, +3^\circ, +4^\circ, +5^\circ, +6^\circ, +7^\circ$ olmak üzere 8 şebeke yeterlidir. Çünkü, bunların kullanılması ile yapılacak hata 0.5° 'yi geçmez ki, bu değeri ölçülecek koordinatların hata sınırları içindedir. Şekil 2-6'da 0° ve $+7^\circ$ için yapılmış şebekeler verilmektedir. Şekilden görüldüğü gibi $+7^\circ$ şebekesi başaşağı çevrildiğinde -7° durumunu gösterecektir. Böylece 0° dışında her şebeke (+) ve (-) değeri için kullanılır.



Şekil 2-6 (a) $B_0 = 0^\circ$, (b) $B_0 = +7^\circ$ için helyografal koordinat şebekeleri

Bu şebekeler yapılırken P durum açılarını dikkate almak gerekmez. Fakat kullanırken gerekir. Önce gözlem zamanında disk üzerine Kuzey-güney doğrultusu işaretlenir. Gözlem zamanına ait P değeri saptandıktan sonra, eğer P (+) ise saat yönünde, (-) ise aksi yönde olmak üzere kuzey yönünden sapılarak diskin kenarı üzerinde varılan nokta görünen merkezle birleştirilir. Bu doğrultu dönme ekseninin disk üzerindeki izdüşümü olur. Bu izdüşüm aynı zamanda tam görünen merkezden geçen boylam dairesinin izdüşümü olduğundan, buna merkezsiz boylam denir. Bundan sonra gözlem gününe ait şebeke seçilip, merkezsiz boylamı dönme eksenini ile çakışacak şekilde görünen disk üzerine yerleştirilir. Böylece görünen disk üzerinde koordinat sisteminin durumu ortaya konmuş olur.

Koordinatların Bulunması

Yukarıda anlatıldığı şekilde, üzerine şebeke yerleştirilmiş görüntü üzerindeki bir bölgenin ya da lekenin şebekenin ekvatoruna uzaklığı derece olarak helyografal enlemidir. Boylamının bulunması için başlangıç boylamının yerinin bilinmesi gerekir. Güneş döndüğünden başlangıç boylamının da Güneşle beraber döneceği ve dünyadan bakıldığında her gözlem zamanı için, görünen olarak farklı yerde olacağı açıktır. Bu nedenle her yıl için yayınlanan astronomi yıllıklarında^(*) her gün saat.24 (GZ) için, B_0 ve P değerleri ile birlikte, merkezsiz boylamın başlangıç boylamına olan uzaklığı L_0 olarak verilmektedir. Gözlenen disk üzerinde koordinatı ölçülecek bölge veya lekenin merkezsiz boylama olan uzaklığı ölçülüp, doğuda ise (+), batıda ise (-) alınmak koşulu ile, gözlem zamanı için hesaplanmış L_0 değerinden çıkarılır. Bu değer Güneş yüzeyi üzerinde sabit bir boylama olan uzaklık olur ki, bu da helyografal boylamdır. (Bkz.: Şekil 2-5)

(*) Örneğin, Nautical Almanac, Astronomische Jahrbuch, American Ephemeris vb.

Başlangıç boylamın saptanmasında esas alınan boylam dairesi, 1 Ocak 1854 tarihinde saat 12 (GZ) de merkezsel boylamda bulunan boylam dairesi olarak tanımlanmıştır. (*)

Astronomi yıllıklarında B_o , P ve L_o değerleri her gün saat 24 (GZ) için verilmektedir. Gözlem zamanına ait değerler günlük değişimler yardımı ile hesaplanır.

(*) Başlangıç boylamının merkezsel boylam ile çakıştığı zamanlar sinodal dönmelerin de başlangıcı olarak tanımlanır.

III

Güneş Spektrumu ve Tabakaları

Newton zamanından beri bilindiği gibi, bir kaynaktan yayınlanan ışık, dar bir yarıktan geçirildikten sonra, bir prizmaya düşürülürse prizmanın diğer tarafında, uygun uzaklığa konan bir ekran üzerinde sürekli renk dizisinden oluşan şerit şeklinde bir görüntü meydana gelir. Şerit üzerindeki renk dizisi mordan kırmızıya kadar uzanan gökkuşağı renkleridir. Bu şerit şeklindeki görüntüye *spektrum* (tayf) denir. Spektrumun nasıl oluştuğunu anlamak için, önce ışığın ne olduğu hatırlanmalıdır.

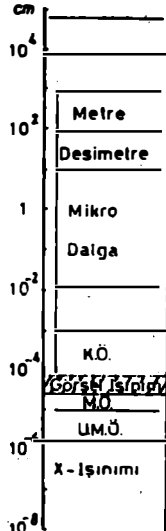
Işık birbirine dik düzlemler içinde yayılan elektrik ve manyetik dalgalardan oluşur. Sinüs eğrisi şeklinde yayılan dalgaların ard arda gelen iki tepesi arasındaki uzaklığa *dalga boyu* denir ve (λ) ile gösterilir. Bir kaynaktan yayınlanan ışık farklı dalga boylarının bir bileşimidir. Dalga boyları ise çok küçük olup, milimetre uzunluğunun onbinde biri mertebesinde. Bu nedenle ışığın dalga boyları *Angström* denilen, kısaca $\text{\AA}$ gösterilen ve $1\text{\AA} = 10^{-8} \text{ cm}$ olan bir uzunluk birimi ile ifade edilir. Bu birime göre görünen ışık $\sim 3500 \text{\AA}$ ile $\sim 7500 \text{\AA}$ arasındaki dalga boylarından oluşur.

Işığın prizmadan geçtikten sonra değişik renklere ayrılması, değişik dalga boylarının prizmada farklı değerde kırılmasındandır. Kısa dalga boyundaki ışık, uzun dalga boyundakine göre daha fazla kırılır. Farklı değerde kırılarak prizmadan çıkan ışık ekranda

farklı yere düşeceğinden bir renk dizisi meydana gelir. Bu anlatılanlardan kolayca anlaşılacağı gibi, ışığın rengini belirleyen dalga boyudur. Uzun dalga boyu (7000 Å° dolayları) ışık kırmızı, kısa dalga boyu (3500 Å° dolayları) ışık mor renklidir. Gök kuşağının diğer renkleri ise bu ikisinin arasındadır. Örneğin 5000Å° dolaylarındaki dalga boylarındaki ışık yeşildir.

Diğer taraftan ışık hızı (c) sabit olup, 300.000 km/sn'dir. Bir kaynaktan, belli dalga boyu ışıktan bir saniyede yayınlanan dalga sayısına o ışığın frekansı denir ve (v) ile gösterilir. Dalga boyu ve frekans arasında $\lambda, v = c$ bağıntısının olduğu açıktır.

Gerçekte görünen ışık, bir ışık kaynağından elektromanyetik dalga olarak yayınlanan enerjinin, sadece belli dalga boyları arasına rastlayan bölümüdür. Böyle bir kaynak bu dalga boylarının dışında da elektromanyetik dalga yayımlar. Böyle olduğu basit bir deneyle kanıtlanabilir. Bir kaynaktan yayınlanan ışığın spektrum elde edildikten sonra spektrumun her iki ucunun dışında kalan, herhangi bir görüntü vermeyen bölgelere konulan uygun ölçüm araçları ile bu bölgelerde enerjinin var olduğu gösterilebilir ve ölçülebilir.



Şekil 3-1 Bir ışınlam kaynağının yayınladığı ışınlımların cm olarak dalga boyları ve belli dalga boyu aralıklarına verilen isimler. Taralı bölge görsel ışınlım bölgesidir.

Bir kaynağın yayınladığı elektromanyetik dalgaların tümüne ışınım denir. Şekil 3-1 çeşitli dalga boylarındaki ışınimleri göstermektedir. Görüldüğü gibi, görünen ışık, tüm ışınımın çok küçük bir kesridir.

Her ışık kaynağı tüm elektromanyetik dalgaları aynı şiddette yayınlamaz. Yayınlanan ışınımın şiddeti kaynağın sıcaklığına bağlıdır. Bu olgu hergün yaşanan basit bir deneyle gözler önüne serilebilir: Bir elektrik ocağının fişini prize takıp ısıtmaya başladığımızda, ocak yavaş yavaş ısınır. Isıtma sürdürüldüğünde kızarır ve ışık yaymaya başlar. Ocağın ısısı arttıkça rengi değişir; önce kırmızıdan sarıya, sonra maviye döner. Ocağın başlangıçta kırmızı görülmesi, yayınladığı ışınımın uzun dalga boylu ağırlıklı olmasındandır. Yani, uzun dalga boylu ışınım diğerlerine göre daha şiddetlidir. Sıcaklık arttıkça yayınlanan ışınımın şiddetli olan bölgesi daha kısa dalga boylarına doğru, sarıya doğru kayar. Çok sıcak olan kaynakta en şiddetli bölge en kısa dalga boyları bölgesindedir. Kısaca, ışık kaynağının rengi kaynağın sıcaklığının bir göstergesidir.

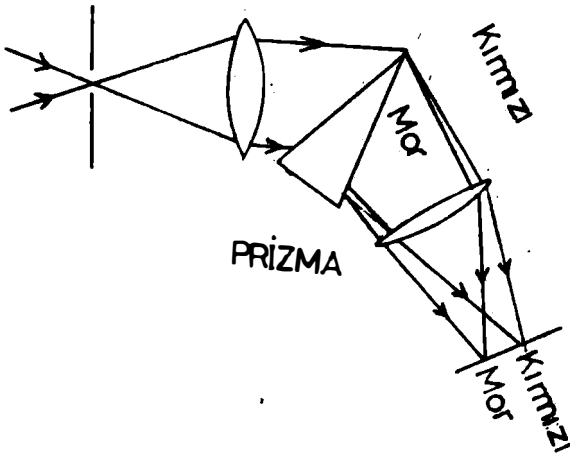
Yaklaşık 6000° yüzey sıcaklığı ile Güneş sarı renklidir. Sarı renkli diğer yıldızların da yaklaşık 6000° sıcaklığında olduğu söylenebilir. Fakat kırmızı renkli görünenler 6000°'den daha soğuk, mavi görünenler ise daha sıcaktır. •Bu değerler rölatiftir. Fakat spektrumun analizi ile somut sıcaklık değerleri de bulunabilir.

Spektroskop ve Spektrograf

Bir gök cisminin fiziksel özellikleri ile ilgili bilgiler elde etmek için elimizdeki tek vasıta o gök cisminin ışığıdır. Tüm bilgiler o cismin ışığının analizi ile elde edilir. Işığının analizi ise, spektrumun alınması ile başlar.

Gök cisimlerinin spektrumları *spektroskop* denilen bir araçla elde edilir. Şekil 3-2'de şematik şekli gösterilen spektroskop, bir

prizmaya bazı optik parçalar eklenerek yapılır. Yarıklı ile prizma arasına konulan mercek o şekilde yerleştirilir ki, odağı tam yarıklı üzerine rastlasın. Böylece yarıktan çıktıktan sonra mercek üzerine düşen ışık ışınları mercekten paralel olarak çıkıp prizma üzerine düşer. Prizmadan kırılarak çıkan ışık ışınları prizmanın diğer tarafına konan ikinci mercek ile toplanarak odak düzleminde spektrumun görüntüsü oluşturulur. Eğer bu görüntü, araca eklenen bir oküler vasıtası ile bakılarak inceleniyorsa, araç bir *spektroskoptur*. Eğer görüntünün teşekkül ettiği düzleme bir alıcı kö-narak fotoğrafı çekiliyor ve görüntü bu fotoğraftan inceleniyorsa araç *spektrograftır*.



Şekil 3 - 2 Şematik olarak gösterilen bir spektroskop

Güneşin Spektrumu

1800'lü yılların başlarından itibaren kaliteli Güneş spektrumlarının elde edilmesine ve bunların incelenmesine başlandı. 1814 yılında zamanının en büyük optikçisi olan J. Fraunhofer elde ettiği spektrumlarda ilginç bir özellik saptadı: Bu spektrumlar sadece mordan kırmızıya uzanan sürekli bir renk şeriti şeklinde olmayıp, şeriti dik olarak kesen siyah çizgiler de içeriyordu. O zamanlar henüz bu çizgilerin anlamı bilinmediğinden, bunlara Fraunhofer çizgileri adı verilmiştir. Bugün bu çizgilerin absorpsiyon (=soğurma) çizgileri olduğu bilinmekte ve bunlara kısaca spektral çizgi denilmektedir. (Bunların anlamı aşağıda anlatılacak.) Fraunhofer Güneş spektrumunda 547 böyle çizgi saptamıştır. Oysa bugün bu sayının 20000'in üstünde olduğu bilinmektedir.

Güneş spektrumunda Fraunhofer çizgilerinin gözlenmesi astronomi tarihinde önemli bir dönüm noktasıdır. Aynı araçlar (spektrograf ve spektroskop) laboratuvar da kullanılabildiğinden, birçok bilim adamı bu çizgilerin gizini çözmek için ayrıntılı deneylere, araştırmalara başladılar. Nihayet 1859 yılında G.R.Kirchhoff ve R.W.Bunsen uzun süren laboratuvar deneyleri sonucu, bugün Kirchhoff yasaları olarak bilinen ışınım yasalarını ortaya koydular. Bu yasalar yardımı ile, bu çizgilerin ne olduğu anlaşıldı. Kirchhoff yasaları aşağıdaki gibi özetlenebilir:

1) Yüksek sıcaklıktaki bir katı veya sıvı kaynaktan yayınlanan ışığın spektrumu mordan kırmızıya kadar uzanan sürekli bir spektrum verir.

2) Atomlardan oluşan yüksek sıcaklıkta fakat düşük basınç altındaki kimyasal elemente ait bir gaz kaynağın spektrumu parlak spektral çizgilerden oluşur. Parlak çizgilerin spektrum üzerindeki yerleri, yani dalga boyları kimyasal elementin cinsini belirler.

3) Sürekli spektrum veren bir kaynağın ışığı kendinden daha

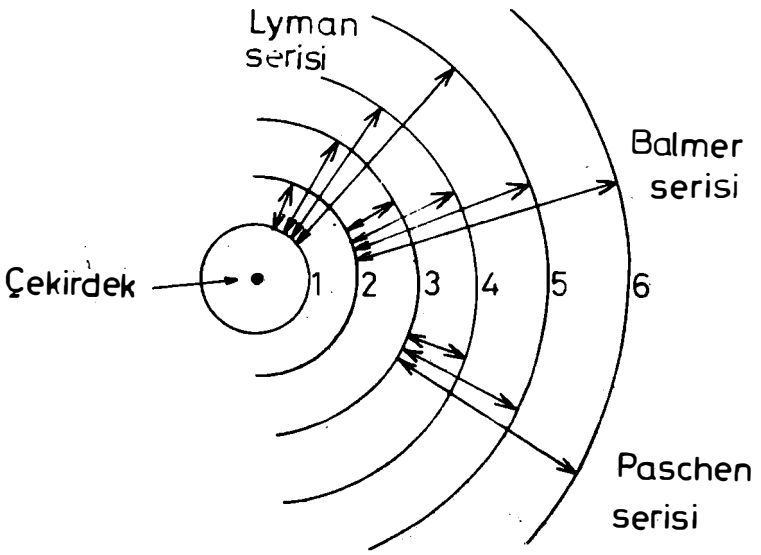
düşük sıcaklıktaki, belli bir kimyasal elemente ait, gaz ortamından geçerek spektroskopik olarak varıyorsa, üzerinde kara spektrel çizgiler bulunan sürekli spektrum verir. Spektrel çizgilerin yerleri kimyasal elementin cinsine bağlıdır.

Bu yasalara göre Güneş spektrumunun yorumu yapıldığında giz ortadan kalkar. 6000° K yüzey sıcaklığı ile Güneş yüzeyinin sürekli spektrum göstermesi gerekirken, üzerinde kara spektrel çizgiler bulunan sürekli spektrum göstermesi, yüzeyinin kendinden daha soğuk bir tabaka ile çevrili olduğunu ve bu tabakanın değişik kimyasal elementlerden oluştuğunu ifade eder. Eğer Güneş yüzeyinin ışığı yok edilerek spektrum elde edilme olanağı olsaydı, sürekli spektrum yok olacak fakat Fraunhofer çizgileri denen kara spektrel çizgilerin yerlerinde parlak çizgiler görülecekti.

Spektrel Çizgilerin Oluşumu

Bir kaynaktan yayınlanan ışık dalga şeklinde yayılmakla beraber, ışığın oluşumu farklıdır. Işığın oluşumu atomun yapısı ile ilişkili olup, Bohr kuramı ile açıklanmaktadır. Herhangi bir kimyasal elemente ait atom pozitif yüklü çekirdek ve bu çekirdek etrafında, belli yörüngeler üzerinde dolanan negatif yüklü elektronlardan oluşur. (Güneş ve etrafındaki gezegenler gibi.) Elektronların sayısı kimyasal elementin cinsine bağlıdır; yörüngeler ise rastgele olmayıp, kuantum kuramına göre belirlidir. Çekirdek ve elektronlar elektriksel kuvvetle birbirlerine bağlıdır. Spektrel çizgilerin nasıl oluştuğu böyle bir atom modeli ile açıklanabilir.

En basit atom modeli, tek elektrona sahip hidrojeninkidir. Bu model ile hidrojene ait spektrel çizgilerin nasıl meydana geldiği açıklanabilir. Hidrojenin bir elektronu olmasına karşın, kuantum kuramına göre belirli pek çok yörüngesi vardır. Şekil 3-3'de bu yörüngeler 1,2,3,4,5,6 ile gösterilmektedir. Elektron ancak bu yör-



Şekil 3-3 Hidrojene ait atom modeli ve spektrel çizgilerin oluşumunu sağlayan geçişler.

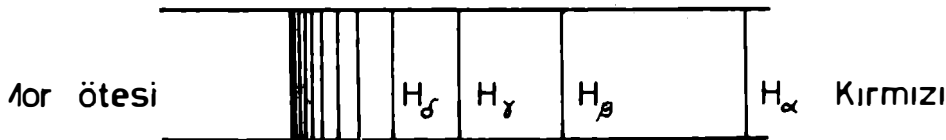
rüngelerden biri üzerinde bulunabilir. Elektronun sahip olduğu enerji bulunduğu yörüngeye göre belirlenir. Yörünge yükseldikçe enerji artar. Kısaca yörüngeden yörüngeye enerji durumu değişir ve belli bir enerji kaynağı olmadıkça bir elektron daha üst yörüngelere çıkamaz.

Eğer hidrojen atomlarından oluşmuş bir gaz ortamı herhangi bir enerji ile beslenmiyorsa, elektronlar çekirdeğe en yakın yörünge üzerinde bulunur ki, bu yörüngenin enerjisi en düşüktür. Bu ortam herhangi bir şekilde enerji alırsa, elektronlar 2. veya daha yüksekteki yörüngelere çıkabilir. Böyle bir atoma *eksitlenmiş* atom

denir. Ancak bunun olabilmesi için iki yörüngeye ait enerjilerin farkı kadar bir enerjinin atom tarafından alınması gerekir. Örneğin, birinci yörüngedeki enerji E_1 , ikincideki E_2 ise, tam $E_2 - E_1 = E$ kadar enerji böyle bir olayı gerçekleştirir. Buna absorplama (=soğurma) denir.

Belirli miktarda enerji absorplayarak, herhangi bir yörüngeye eksitlenmiş bir atomda elektron o yörüngede sürekli olarak kalmaz. Çok kısa bir süre (10^{-8} sn) kadar kalabilir. Eğer yeni bir enerji absorplayıp, daha üst bir yörüngeye geçmezse, daha düşük enerji durumundaki yörüngeye geçer. Bu durumda bir enerji açığa çıkar. Örneğin enerjisi E_2 olan yörüngeden, enerjisi E_1 olan yörüngeye düşerse, bu kez $E_2 - E_1 = E$ kadar bir enerji açığa çıkar ki, bu enerji ışınım olarak yayınlanır. Buna emisyon (=salma) denir. Açığa çıkan ışınımın frekansı $E = h\nu$ bağıntısına göre belirlenir. (h , Planck sabiti olup, değeri 6.56×10^{-27} cgs'dir.) Işınımın dalga boyu ise $\lambda\nu = c$ 'ye göre belirlenir.

Şekil 3-3'de hidrojenin Lyman, Balmer ve Paschen serileri olarak bilinen spektral çizgi dizilerinin hangi yörüngelerden itibaren meydana geldiği görülmektedir. Ancak bu dizilerden sadece Balmer dizisine ait spektral çizgiler Güneş spektrumu üzerinde gözlenir. Diğerleri gözlenmez. Çünkü, Lyman serisine ait çizgilerin dalga boyları mor ötesi, Paschen serisine ait olanlar da kırmızı ötesi ışınım bölgesine rastlar. Görünen ışık bölgesine rastlayan Balmer serisine ait spektral çizgilerin spektrum üzerindeki yerleri şematik olarak Şekil 3-4'de gösterilmektedir.



Şekil 3-4 Hidrojenin Balmer serisine ait spektral çizgilerin spektrum üzerindeki şematik yerleri.

Bu bilgiler ışığında Fraunhofer çizgilerinin nasıl oluştuğu anlaşılmaktadır. Güneş yüzeyinden yayınlanan ışık, görünen ışık bölgesinde tüm frekansları içermektedir. Bu yüzeyi kuşatan gaz ortamındaki hidrojen atomları elektronlarını belli bir yörüngeden, daha yüksek enerjili yörüngeye çıkarabilecek frekansta ışıını ab-sorplayarak, çeşitli eksitlenme durumunda atomlara sahip olur. Bu eksitlenme durumundaki atomların, başka frekansta ışıını ab-sorplaması ile de diğer eksitlenme durumları oluşur ki, böylece Şekil 3-4'deki seri meydana gelir. Bu frekanstaki ışıınımların hid-rojen atomları tarafından absorplanması, bu ışıınımların dünyaya gelmesinin engellenmesidir. Böylece Güneşten yayınlanmalarına karşın dünyaya varamadıklarından, spektrum üzerinde bu dalga boylarındaki bölgede ışıını olmaz, yani o bölge karanlık kalır. Dolayısı ile parlak fon üzerinde kara çizgiler olarak görünür.

Eğer etrafındaki gaz tabakasına ışıını şeklinde enerji sağlayan Güneşin fotosfer tabakasını örtmek ve bu şekilde spektrum almak mümkün olsa kara spektrel çizgilerin yerlerinde parlak spektrel çizgiler görülürdü. Çünkü, elektronları yüksek enerji durumundaki yörüngelere eksitlenmiş atomlarda elektronlar bu yörüngelerde kısa bir süre kalıp, yeniden daha alt yörüngelere geçeceklerdir ki, bu geçiş olurken, yukarda anlatıldığı gibi, iki yörünge arasındaki enerji farkı ile belirlenen frekansta ışıını yayınlanır. Bu ışıınımlar absorlanan ışıınımla aynı dalga boyunda olduğundan, tam kara spektrel çizgilerin yerlerinde görünürler.

Doppler Olayı

Bir gök cisminin spektrumundan elde edilen bilgi, sadece o gök cisminin yapısı ile sınırlı değildir. Spektrumdan başka bilgiler de elde edilir ki, bunlardan biri de gözlemci ile gök cismi arasındaki rölatif hareket ile ilgilidir. Gözlemci ile gök cismi arasında yak-laşma ya da uzaklaşma varsa, bu spektrumundan anlaşılır. Eğer ikisi birbirlerinden uzaklaşıyorlarsa, spektrum üzerindeki spektrel

çizgiler normal yerlerine göre daha uzun dalga boyuna, aksi durumda, yani yaklaşma durumunda kısa dalga boyuna kayar.

Avusturyalı fizikçi C.Doppler tarafından bulunduğu için *Doppler olayı* olarak isimlendirilen bu bulgu sadece ışık için değil, ses için de geçerlidir. Dikkat edilmesi gereken birinci nokta, Doppler olayının rölatif hareketi gösterdiğidir. Örneğin, ister kaynak gözlemciden uzaklaşsın, ister gözlemci kaynaktan, veya bunlardan biri uzaklaşırken diğeri yaklaşsın fakat uzaklaşma hızı yaklaşma hızından büyük olsun, ya da her ikisi birbirinden uzaklaşsın. Spektrumdaki etki aynıdır. İkinci nokta ise, bu olay yardımı ile uzaklaşma veya yaklaşma hareketine ait hızın görüş doğrultusundaki bileşeninin saptanmasıdır. Hareketin görüş doğrultusundaki bileşenine *radyal hareket* , bu olayla saptanan hıza da *radyal hız* denir.

Doppler formülü $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}$ şeklinde olup, λ herhangi bir spektral çizgiye ait dalga boyu, $\Delta\lambda$ bu dalga boyundaki kayma miktarı, c ise ışık hızıdır. Bu formül ile radyal hız km/sn olarak saptanır. Hareketin uzaklaşma, ya da yaklaşma olduğu kayma yönü ile belirlenir.

Örneğin 5000 Å dalga boyu spektral çizgi bir gök cisminin spektrumunda 5002 Å olarak ölçülüyorsa, bu değerler Doppler formülünde yerine konarak $2/5000 = v/300000$ ve buradan da $v=120$ km/sn bulunur. Kayma uzun dalga boyuna doğru olduğundan, bu gök cismi saniyede 120 km hızla gözlemciden uzaklaşıyor demektir.

Doppler olayı ile Güneş yüzeyindeki yükselme ve alçalma hareketlerini saptamak da mümkün olmaktadır.

Olayın nedeni kısaca şöyle açıklanabilir: Eğer kaynakla gözlemci arasındaki uzaklık değişmezse, herhangi bir dalga boylu ışık

nım için kaynaktan saniyede ϑ tane dalga yayınlanır ve gözlemcinin gözüne de saniyede ϑ tane dalga varır. Halbuki kaynakla gözlemci birbirlerinden uzaklaşıyorlarsa, aynı dalga boyulu ışı nım için kaynaktan yine saniyede ϑ tane dalga yayınlanmasına karşın, gözlemcinin gözüne bir saniyede daha az sayıda dalga varır. $\lambda \cdot \vartheta = c$ bağıntısına göre de gözlemcinin gördüğü λ dalga boyu daha uzun olur. Doğal olarak hız ne kadar büyük olursa, dalga boyundaki büyüme, dolayısı ile spektrel çizginin kayması o kadar büyük olur. Aynı şekilde gözlemci ile kaynak arasında yaklaşma varsa, gözlemcinin gözüne bir saniyede varması gerekenden daha fazla dalga varır ve aynı formüle göre λ dalga boyu daha küçük olur ve spektrel çizgi daha kısa dalga boyulu gözlenir.

Güneş Tutulmaları ve Flaş Spektrumu

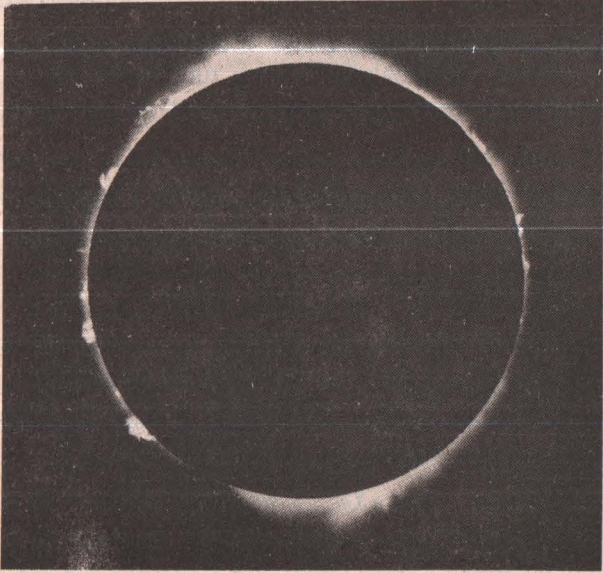
Güneş yüzeyini kuşatan, değişik kimyasal elementlerden oluşmuş bir gaz tabakasının varlığı spektrumundan dolayı olarak anlaşıldıktan sonra, bu tabakalar Güneş tutulmaları esnasında doğrudan gözlenerek varlıkları gözlemsel olarak da kanıtlanmıştır.

Güneş tutulmaları çok çok eski yıllardan beri gözlenegelmiş, ilginç doğa olaylarıdır. Eski çağlarda da ilgiyle gözlenmiş; hattâ ampirik olarak tutulmaların 28 yıl 11 günlük bir peryotla tekrarlandığı bile ortaya konmuştu. Daha sonraları tutulmaların ne zaman meydana geleceği, dünyanın hangi bölgesinden gözlenebileceği çok önceden ve büyük bir doğruluk derecesi ile saptanabilmiştir. Buna karşın tutulma olayı olduğunda herhangi bir fiziksel araştırma yapılmamış, sadece hesapların doğru olup olmadığını sınamak için tutulmanın başlama ve bitme zamanları saptanmıştır.

Güneş tutulması, dünya Güneş etrafında, ay da dünya etrafında dolanırken, ayın tam olarak Güneş ile dünyanın arasına girmesi ve bunun sonucu olarak Güneş yüzeyinin ay tarafından örtölüp, dünyanın bir bölgesinin Güneşten ışık almamasıdır. İşte bu bölgede

gün ortasında gece koşulları meydana gelir. Fakat bu koşullar birden oluşmaz. Önce Güneş görüntüsünün kenarı ile ay yüzeyinin kenarı teğet **duruma** gelir; sonra yavaş yavaş Güneş görüntüsü, ayın örttüğü bölge kadar, küçülmeye başlar. Küçülme devam eder ve sonunda Güneş yüzeyi tümü ile örtülür. Birkaç dakika süren bu evreden sonra Güneş yüzeyi örtülmeye başladığı taraftan yavaş yavaş görünmeye başlar, görünen yüzey sürekli olarak artar ve sonunda tüm yüzeyin görülmesi ile tutulma biter.

Ay Güneşin görünen yüzeyini, yani fotosferini (=ışık küreyi) örttüğünde, Güneş kenarını kuşatan kırmızı renkli bir halka ile, Güneş kenarından dışa doğru yükselen ilginç şekilli görüntüler (bunlara prominans veya protüberans denir.) gözlenir. Bu tabakaya kırmızı renginden dolayı *kronosfer* (renk küre) adı verilmiştir.



Şekil 3-5 Bir tam tutulmada çekilmiş kromosfer fotoğrafı.

Şekil 3-5 bir tutulma anında çekilmiş kromosfer fotoğrafını göstermektedir. Tutulmalarda çok kısa bir süre gözlenebilen bu tabaka 1870 yılından sonraki tutulmalarda fiziksel olarak da incelenmeye başlanmıştır. İlk kez 1870 tutulmasında fotosfer örütülüp, kırmızı renkli çelenk gibi halka gözüktünce, bu halkanın yarıksız bir spektrografla spektrumun fotoğrafı çekilmiştir. *Flaş spektrumu* adı verilen bu spektrumda Fraunhofer spektral çizgilerinin yerlerinde parlak çizgiler görülmüştür ki, bu da kromosferin değişik elemanlerden oluşmuş sıcak bir gaz tabakası olduğunun kanıtıdır (2. Kirchhoff yasası gereği). Çünkü, bu tabakanın tam kenardan gelen ışığının spektrumu alındığından fotosferin etkisi yok edilmekte ve spektrum salt bu tabakanın fiziksel koşullarını göstermektedir.

Tam tutulma anında kromosferin gözükmemesinden çok kısa bir süre sonra, özellikle de uzun poz süreleri ile çekilen fotoğraflarda, kromosferin üstünde, kromosfere göre çok daha geniş ve parlak bir diğer tabakanın varlığı açık bir şekilde görülür. Bu tabakaya da, görünümünden dolayı *korona* (taç) adı verilmiştir. (Bkz.: Şekil 4-13). Korona Güneş tutulmalarında çok parlak görünmekle beraber, parlaklığı fotosferinkine göre çok sönüktür; fotosferin milyonda biri parlaklığındadır. Bu nedenle normal koşullarda görülmez.

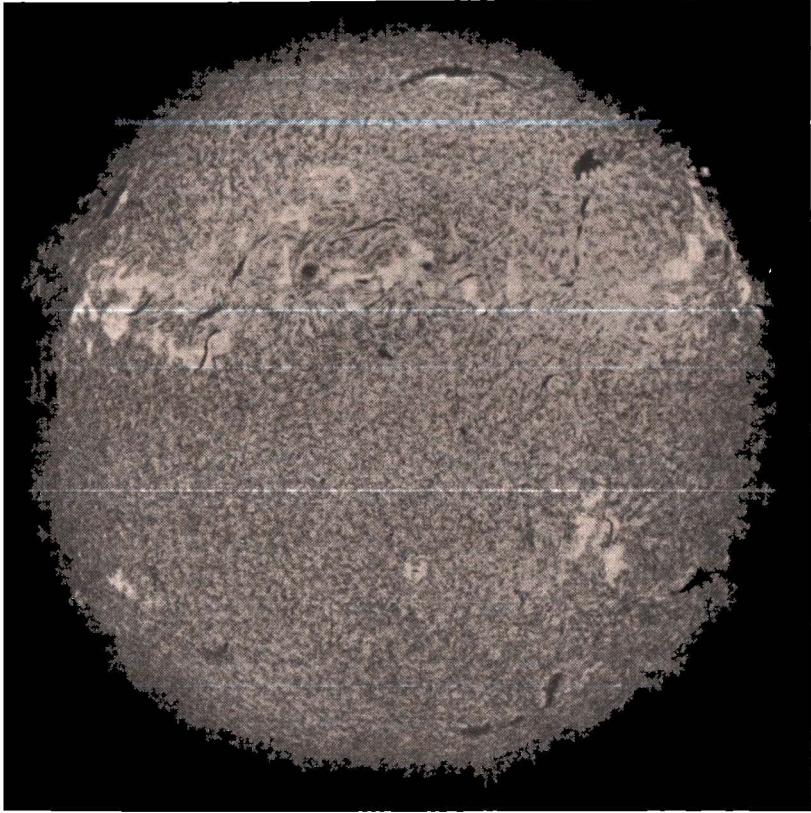
Güneş tabakalarının varlığı anlaşıldıktan sonra Güneş fizikçilerinin ilgisi bu tabakalara yöneldi. Bu tabakaları tutulmalar dışında da gözleyebilme olanağını araştırmaya başladılar. Çünkü tutulmalar hem birkaç dakika gibi kısa bir süre gözlenebilmekte, hem de her tutulma dünyanın başka bir yerinden görülebilmektedir. Bu yerlere gitmek, oralarda gözlem koşullarını hazırlamak çok güç, hattâ bazılarında hiç mümkün olmamaktadır.

Spektrohelyograf ve Koronograf

Kromosferin Güneş tutulması olmaksızın gözlenmesi ve incelenmesi, *Hale* tarafından spektrohelyografin yapılması ile 1890 yıllarında mümkün olmuştur. *Spektrohelyograf*, kromosferdeki belli bir spektrel çizgiye tekabül eden dalga boyu ışığında (monokromatik ışınım) tüm Güneş yüzeyinin gözlemlenmesini sağlar. Bu iş için Güneş spektrumun kuvvetli bir spektrel çizgisine ait ışınımı bir yarıktan geçirilerek spektroskoba düşürülür ve bu yarık tüm Güneş yüzeyini tarayacak şekilde hızla hareket ettirilir. Aynı hızla hareket eden bir fotoğraf alıcısında bu ışıkla elde edilen görüntünün fotoğrafı elde edilir. Spektrohelyograf ile , kromosferin hem diskin kenarındaki, hem de disk üzerine izdüşürülen bölgesi gözlemlendiğinden, kenardaki prominanslarla beraber, yüzeydeki kromosferik meşale alanları, *filamentler* (iplikçik) ve *parlamalar* (=flare) da gözlemlenebilir. Spektrohelyografla tüm bu olaylar fotoğraf üzerinde görülür. 1924'de yine Hale tarafından *spektrohelyoskop* yapıldı. Spektrohelyoskop, spektrohelyografla fotoğrafı çekilen görüntünün gözle görülmesini ve istenirse sürekli gözlemlenmesine olanak vermektedir. Böylece kromosferde birdenbire oluşan ve diğer olaylara göre kısa süre devam eden olayların, örneğin parlama, prominans çıkışı, *surge* vb. gibi olayların saptanması mümkün olmuş. Ayrıca spektrohelyografin uygun zamanlarda kullanılması sağlanarak da bu olaylar hakkında ayrıntılı gözlemsel data elde edilmiştir.

Bu aletlerde kullanılan monokromatik ışınım genellikle *Call'nin K çizgisi* olarak bilinen, iyonlaşmış kalsiyuma ait $3934 \text{ \AA}$ dalga boylu ve hidrojene ait, *H α* çizgisi olarak bilinen, $6563 \text{ \AA}$ dalga boylu çizgilerdir. Bu şekilde yapılan gözlemler ve elde edilen fotoğraflar bu dalga boyundaki ışınımın, dolayısıyla bu elementlerin kromosferdeki dağılımını ortaya koyar. Şekil 3-6 Güneş diski üzerinde kromosferin H α ışınımındaki görünümünü göstermektedir. Daha sonraları, 1930'lu yıllarda spektrohelyoskop ye-

rine, kullanımı çok daha kolay olan ve *filtre* olarak bilinen araç geliştirildi. Bu araçlar yardımı ile Güneşin monokromatik ışınımında kolayca gözlenmesi ve fotoğraflarının çekilmesi mümkün olmaktadır. İstanbul Üniversitesi Gözlemevinde ve Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Gözlemevinde kromosfer, Lyot filtresi ile $H\alpha$ ışınımında sürekli gözlenmektedir.



Şekil 3-6 $H\alpha$ ışınımında çekilmiş Güneş diskinin fotoğrafı.

1930 yılında Fransız astronom B. Lyot, tutulmalar dışında koronanın gözlenmesini sağlayan koronografı yapmayı başardı. Böylece tutulmayı beklemeden korona da gözlenebilir oldu. Kronograf bir çeşit dürbündür. Bu dürbünün içine yerleştirilen bir koni yardımı ile, Güneş yüzeyinden gelen ışının odak düzleminde oluşacak görüntüye düşmesi engellenir. Kısaca, fotosferi yok edilmiş bir görüntü sağlanır. Ancak koronograf atmosferi temiz, yüksek dağlarda kullanılır. Aksi halde korona çok sönük olduğundan, atmosferdeki toz tanecikleri ile bu zayıf ışık dağınma uğrayıp yok olur.

Koronograf'ın yapılmasından çok önceki Güneş tutulmalarında çekilen korona spektrumlarının incelenmesi sonucunda, o tarihler için çok ilginç olan bilgiler bulunmuştur. İlk 1869 tutulmasında koronada, 5303 Å dalga boylu parlak çizgi gözlenmiştir ki, bu çizgi bugün bile *yeşil korona çizgisi* olarak bilinir. Bunu diğer tutulma gözlemlerinde tespit edilen 24 parlak spektral çizgi izlemiştir. O zamanlar bu çizgiler, bilinen hiçbir elemente uymadığından, bunlara *koronal çizgiler* denilmiştir. Bu çizgilere ait bilmece, 1941 yılında çözüldü. B. Edlen ve W. Grotrian'ın çalışmalarının yardımı ile, bu çizgilerin aslında bilinen ağır elementlere fakat bu elementlerin çok iyonlaşmış hallerinin bazı yasak geçişlerine ait olduğu gösterildi. Örneğin, 13 kez iyonlaşmış demir (FeXIV), 14 kez iyonlaşmış kalsiyum (Ca XV) vb. gibi. Bu bilmece çözülmüştü ama, beraberinde başka bir bilmece getirmişti. Çünkü bu elementlerin atomları ancak çok yüksek sıcaklıkta, milyon derece mertebesinde, bu derece iyonlaşabilir. O halde koronanın sıcaklığı da milyon mertebesinde olmalıydı. Koronanın bu derece yüksek sıcaklığa nasıl sahip olduğu ise hâlâ cevabını bulamamış bir bilimcedir. Fotosfer yaklaşık 6000°K sıcaklığında olduğundan, korona sıcaklığının fotosferden kaynaklanmadığı, kısaca "termik" kaynaklı olmadığı açıktır.

Diğer taraftan kromosfer ve korona yapılarının monokromatik

ışınımda incelenmesi ve görüntülerin fotoğraflanması, Güneşin değişik tabakalarında gözlenen olayların birbirleri ile ilişkili olduklarını gösterdi. Örneğin, fotosferde büyük bir leke grubu varsa, bu bölgenin üstündeki kromosferde *kromosferik meşale* alanı çok parlaktır. Bu alanların üstündeki korona da ise, hem beyaz ışıktaki, hem de 5303 Å yeşil ve 6374 Å kırmızı korona çizgilerinde bakıldığında bu bölge aktivite. İlerde tüm bu olayların aktivite (=faaliyet) bölgeleri denilen ve tüm tabakaları etkileyen bölgelerin ürünü olduğu görülecektir.

Ayrıca çeşitli zamanlarda çekilen korona fotoğraflarında koronanın şeklinin leke çevrimi ile ilişkili olduğu görülmüştür.

Büyük Teleskoplar

Çeşitli tabakaların ve bu tabakalarda oluşan olayların fiziksel yapılarının ortaya konabilmesi için gözlemlerin niteliğinin daha iyi, daha ayrıntılı olması gerekiyordu. Bu nedenle 20. yüzyılın ilk yıllarında önce Amerika Birleşik Devletleri'nde daha sonra da Avrupa ülkelerinde kule teleskoplar yapıldı. Bu teleskoplar odak düzleminde Güneş görüntüsünün olduğu dürbün sabit olmak üzere, Güneşin hareketini ek bir ayna veya ayna sistemi ile izleyen ve bu aynadan yansıyan ışığı, Güneşin hareketine uygun şekilde hareket eden bir diğer ayna ile sabit dürbüne yansıtan bir düzenekten oluşmuştur. Kulenin tepesine yerleştirilen ve "Celostat" (selosta) adı verilen böyle bir sistem, Güneşin günlük hareketine rağmen, kulenin altındaki laboratuvarı, daima aynı yerde bir Güneş görüntüsünün gözlenmesini sağlar. Ayrıca selostaların yüksek kulelerin üzerine yerleştirilmesi, görüntü kalitesinin iyi olmasında da etkilidir. Böylece Güneş görüntüsünün ışığının büyük ayırma güçlü (büyük dispersiyonlu=büyük yayılımlı) spektrograflara, spektrohelyograflara vb. gibi diğer yardımcı aletlere izdüşürülerek, daha yaygın görüntülerin elde edilmesi ve bunların daha ayrıntılı incelenebilme olanağı bulunmuştur.

Büyük ayırma güçlü spektrografın anlamı şudur: Ölçülebilir şekilde gözlenen dalga boylarının aralıkları ne kadar küçük olursa, ayırma gücü o kadar büyük veya güçlüdür. Örneğin, aralarında $0.5 \text{ \AA}^\circ$ dalga boyu farkı olan iki spektrel çizgiyi ayırabilen spektrograf, dalga boyu farkı $1 \text{ \AA}^\circ$ olanı ayırandan daha güçlüdür. Spektrografın ayırma gücünün büyüklüğü ise, prizmaların büyüklüğü ile artmaktadır. Böyle bir spektrograf büyük bir araç olacağından, sabit durması gerekir ve ancak kule teleskopların verdiği Güneş görüntüsünü inceleyebilir.

IV

Güneş Atmosferi

Güneş tutulmaları ile Güneş yüzeyi üzerinde daha iki tabakanın varlığı açık bir şekilde anlaşılmaktadır. Üst üste sıralanan bu tabakalar Güneş atmosferini oluşturur. Aynı ayrı gözlenebilen bu tabakalar fotosfer (ışık küre), kromosfer (renk küre) ve koronadır (taç).

Fotosfer doğrudan doğruya, kromosfer ve korona özel araçlar yardımı ile sürekli gözlenebilmektedir. Bu nedenle bu tabakaların yapıları ile ilgili gözlemsel özellikler iyi bilinmektedir.

Çeşitli tabakalarda gözlenen olaylardan bazıları birden bire ortaya çıkar, olaydan olaya değişen süreler içinde varlığını sürdürüp, kaybolur. Kısaca bunlar geçici olaylardır. Örneğin fotosferde lekeler, kromosferde parlamalar, madde çıkışları vb. Gerçekte, bu olaylar değişik tabakalarda gözlenmekle beraber, birbirleri ile ilişkilidir ve kökenleri Güneşin iç bölgelerindedir. Ayrıca bu olayların bolluğu periyodik bir değişim gösterir. Yaklaşık 11 yıllık bir süre içinde olaylar gittikçe artar, bir maksimuma erişir; maksimumdan sonra yavaş yavaş azalır ve minimum evreye varır. Bu olayların tümüne *Güneş aktivitesi* (Güneş faaliyeti), yaklaşık 11 yıl olan süreye de *Güneş aktivite çevrimi* denir. Güneş fizikçileri bu olayların tüm gözlemsel özelliklerini ayrıntılı olarak saptayıp, nasıl oluştuklarını ortaya koymak için çalışmaktadırlar. Güneş aktivitesi bundan sonraki bölümde ayrıntılı olarak anlatılacaktır.

Güneş atmosferi aktif olaylar dışında durağan değildir. Tabakalarda başka olaylar da gözlenir. Ancak bu olaylar, aktif olaylar gibi geçici değil, sürekli dir. İşte süreklilik sergileyen olayları içeren Güneşe *sakin Güneş* denir. Bu bölümde, her üç tabakada, *sakin Güneş* e ait özellikler anlatılacak.

Fotosfer

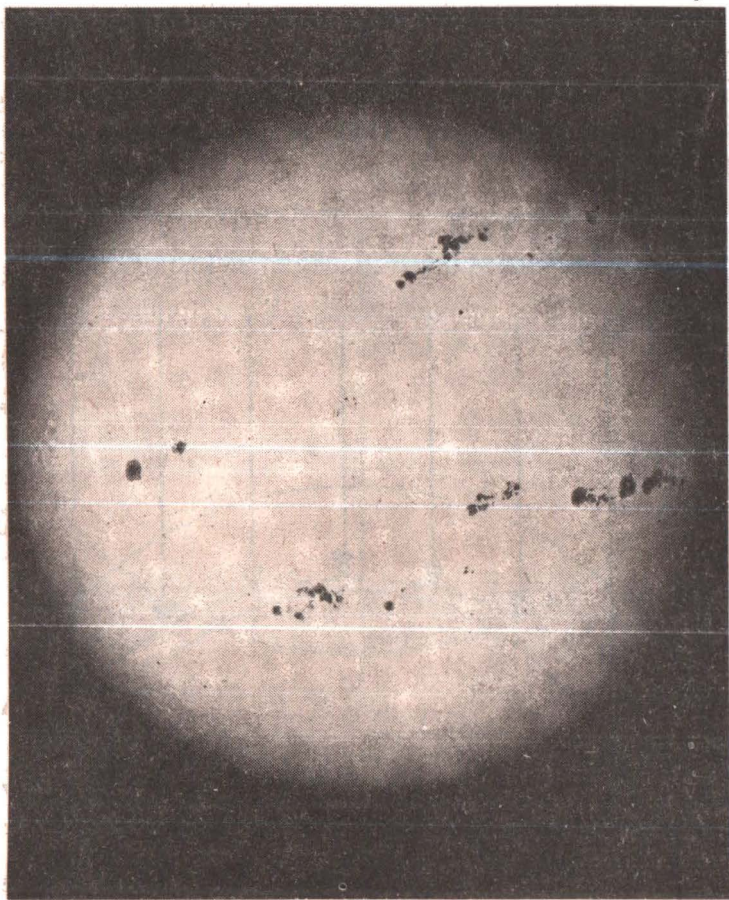
Fotosfer Güneş atmosferinin en iç tabakasıdır; ya da kısaca güneşin yüzeyidir. Çünkü, beyaz ışıkt a, özel araç gerekmeden parlak Güneş diski olarak gözlenir. Güneş ışınımının büyük bir yüzdesi yaklaşık 200 km kalınlığındaki bu gaz tabakasından yayınlanır. Fotosferin üstündeki tabakalardan yayınlanan ışınım miktarının yüzdesi çok küçüktür. Yeterli büyüklükte bir dürbün kullanılması ile uygun bir görüntü oluşturularak yüzeydeki ayrıntılar gözlenebilir. Fotosferin dikkati çeken iki özelliği vardır:

- 1) Kenar kararması
- 2) Taneciklenme (Granülasyon)

Kenar Kararması

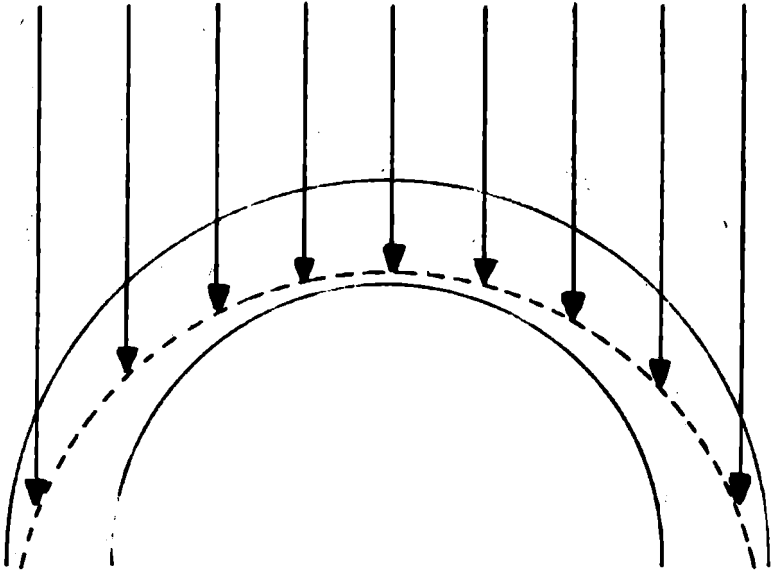
Kenar kararması keskin kenarlı Güneş görüntüsü üzerinde, merkezden kenara doğru gidildiğinde parlaklığın azalmasıdır. Bu azalmanın bir göz aldanması olmayıp, gerçek olduğu ve parlaklık şiddetinde somut bir azalma olduğu şöyle gösterilebilir: Güneş görüntüsünün üzerine düşürüleceği yüzey üzerinde küçük bir delik açılır ve deliğin arkasına ışınım şiddetini ölçebilecek bir ölçüm aracı yerleştirilir. Dürbün ileri geri hareket ettirilerek, görüntünün değişik bölgelerinin bu deliğin üzerine gelmesi sağlanır. Ölçüm aracından, değişik bölgelerin ışınım şiddetlerinin, dolayısı ile parlaklıklarının farklı olduğu görülür. Ölçümlerden, merkezden kenara doğru gidildiğinde parlaklıkta önemli ölçüde azalma olduğu

anlaşılmaktadır. Daha ayrıntılı ölçümler kenar kararması olayında parlaklık azalması şiddetinin ışığın dalga boyuna bağlı olduğunu da göstermiştir.



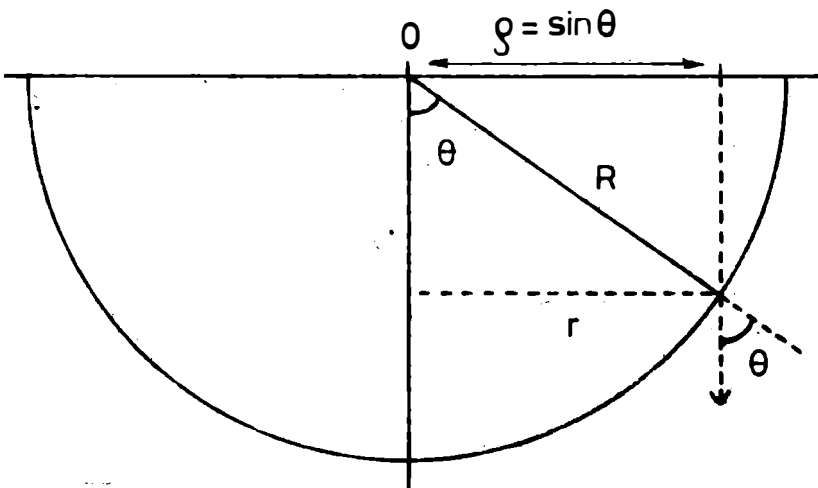
Şekil 4-1 Lekeleri, meşale alanlarını, taneciklenmeyi ve kenar kararmasını gösteren fotosfer fotoğrafı.

Merkezden kenara doğru parlaklık azalması, merkezden kenara doğru gidildiğinde yüzey sıcaklığının da azalması anlamına geldiğinden, fotosfer tabakasında sıcaklığın içten dışa doğru azaldığı sonucuna varılır. Çünkü, Şekil 4-2'den görüldüğü gibi, Güneş görüntüsüne bakıldığında, görüntü merkezi doğrultusunda ve merkezden uzak doğrultularda aynı geometrik derinlikteki bölgeler fotosfer tabakasında farklı yükseklikte bölgelere karşı gelir. Merkezden uzak bölgelerde, içten dışa doğru daha yüksek bölgeler gözlenmiş olduğundan, yükseklikle sıcaklığın azaldığı açık bir şekilde görülür.



Şekil 4-2 Güneş görüntüsü üzerinde farklı yerlerde farklı derinliklerden gelen ışınım gözlenir.

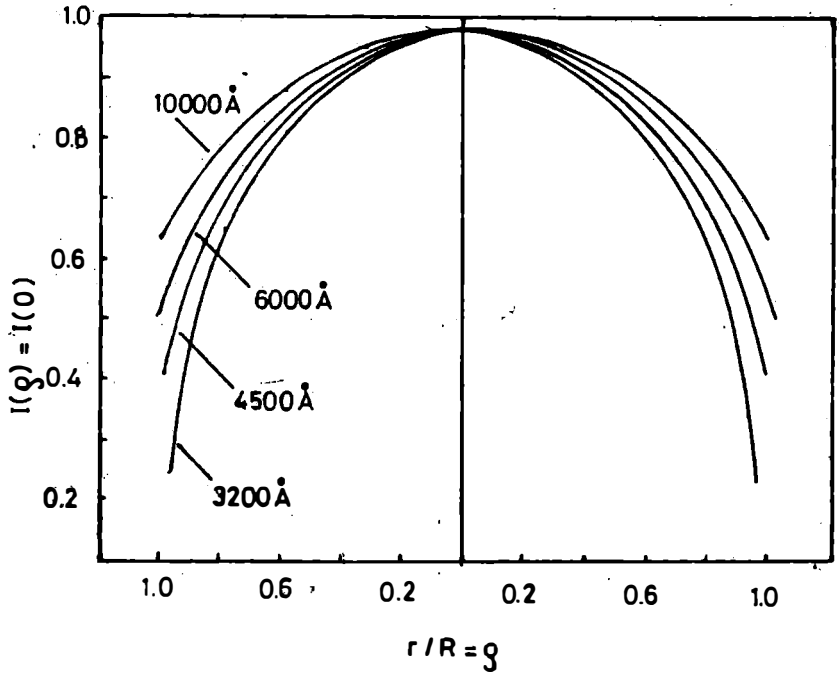
Fotosfer katmanında sıcaklığın yükseklikle nasıl değiştiğinin saptanmasında kenar kararması çok önemli bir anahtardır. Tüm ay-
rıntıların ve somut ölçüm değerlerinin iyi bir şekilde ortaya kon-
ması gerekir. Şekil 4-3'den görüldüğü gibi, Güneş görüntüsü üze-
rinde bir noktanın merkezden uzaklığı $\sin \theta = r/R = \rho$ olarak ifade
edilebilir. Herhangi bir λ dalga boyundaki şiddet ölçümü de
 $I\lambda(\rho)I\lambda(0)$ ile gösterildiğinde, $I\lambda(\rho)/I\lambda(0)$ 'ın değişimine Güneş ını-
mının şiddet profili veya kısaca şiddet profili denir.



Şekil 4-3 Görüntü merkezine olan rölâtif uzaklık ve Güneş merkezine giden
doğrultuya göre olan açısal uzaklık arasındaki ilişki.

Ölçümler için şöyle bir yöntem uygulanır: Güneş görüntüsünün
oluşturulacağı yüzey üzerine bir alıcı yerleştirilir. Görüntü mer-
kezinin tam bu alıcı üzerine gelmesi sağlandıktan sonra, te-
leskobun saat mekanizması durdurulur; yani, teleskobun Güneşi iz-

lemesi engellenir. Dünya bir dakikada 15 yay dakikası değerinde bir dönme yaptığından ve bu değer Güneşin görünen açısal yarıçapı değeri kadar olduğundan, Güneş görüntüsünün yarıçapı bir dakikada alıcının önünden bir geçiş yapar. Böylece yarıçap uzunluğu bir dakikada alıcıda taranmış olur ve şiddet değişimi saptanır.



Şekil 4-4 Dört değişik dalga boyu için şiddet profilleri. Profillerin farklı olması, kenar kararmasının dalga boyuna bağlı olduğunu gösterir.

Sürekli spektrum bölgesinde 4 ayrı dalga boyu için şiddet profilleri Şekil 4-4'de verilmektedir. Profillerden kenar kararmasının kısa dalga boylarında daha şiddetli olduğu ve dalga boyu büyüdükçe azaldığı görülmektedir. Bunun nedeni, fotosfer tabakasının kısa dalga boylu ışınım için çok opak, yani az geçirgen,

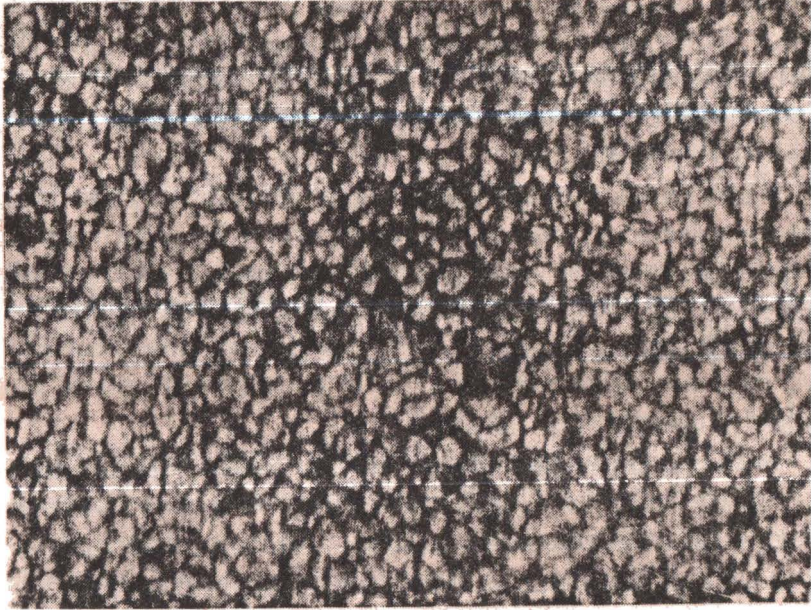
uzun dalga boylu ışı nım için ise az opak, yani daha fazla geç irgen, olmasındandır. Çünkü, bu tabakanın bileşiminin büyük yüzdesinin hidrojen den oluştuğ u bilinmektedir ve yüksek enerjili kısa dalga boylu ışı nım hidrojeni kolayca eksitleyebilir. Bu durumda hidrojen atomları bu ışı nımın büyük kısmını absorplar ve ışı nımın çok azı tabakayı geçerek yüzeye varabilir. Halbuki uzun dalga boylu ışı nımın enerjisi düşük olduğ undan hidrojen atomlarını eksitleyemez, dolayısı ile absorplanmaz. Değ iş ik derinliklerden gelen bu ışı nımın büyük bir kısmı tabakanın iç inden geç ip yüzeye varır. Bunun sonucu olarak Güneş yüzeyi kırmızı ışı ktaki gözlendiğ inde, yüzeyin her noktasına hemen hemen aynı derinlikteki bölgelerden gelen ışı nım varabilir ki, bu da görüntü üzerinde parlaklık değ iş iminin çok az olmasını sağlar.

Şiddet profillerinin gidiş inden kırmızı ötesinde belli bir dalga boyunda kenar kararmasının yok olacağı açıktır. Bu dalga boyunun saptanması önemlidir. Bu dalga boyunun saptanıp, bununla gözlem yapılması ile, fotosfer tabakasında sıcaklığ ın yükseklikle değ iş mediğ i bölge gözlenmiş olur. Bu nedenle uzak kırmızı ötesinde ve milimetre dalga boylarında şiddet profilleri elde etmek için yoğun çalışmalar sürdürölmektedir.

Bütün bu çalışmaların amacı fotosferin fiziksel yapısını, başka bir deyiş le modelini yapabilmektir. Fotosferin modelini yapmak, değ iş ik yüksekliklerde sıcaklık, yoğunluk ve basınç değ erlerini ortaya koymak anlamına gelir. Kenar kararması opaklıkla, opaklık da opaklık katsayısı ile ilgilidir. Diğ er taraftan opaklık atmosferin herhangi bir noktasındaki yoğunlukla ifade edildiğ inden, kenar kararmasından yoğunluk bulunabilir. Şiddet profillerinden sıcaklık değ iş iğ iminin bulunabilmesi halinde, Güneş atmosferinin mükemmel bir gaz olduğ u varsayımı ile, sıcaklık ve yoğunluk arasındaki ilişkiden herhangi bir noktadaki basınç bulunabilir.

Taneciklenme (Granülasyon)

İyi atmosferik koşullarda, en az 12 cm açıklıklı bir teleskopla, beyaz ışıktaki elde edilen Güneş görüntüsünde fotosfer yüzeyinin düzgün olmayıp, mozaik gibi taneciklerle kaplı olduğu görülebilir. Tanecikler, parlak, az ya da çok düzenli çokgen hücreler şeklindedir ve bu parlak tanecikler birbirinden rölatif olarak daha dar karanlık kanallarla ayrılmıştır.



Şekil 4-5 Güneş yüzeyinin bir kesitinde taneciklenme

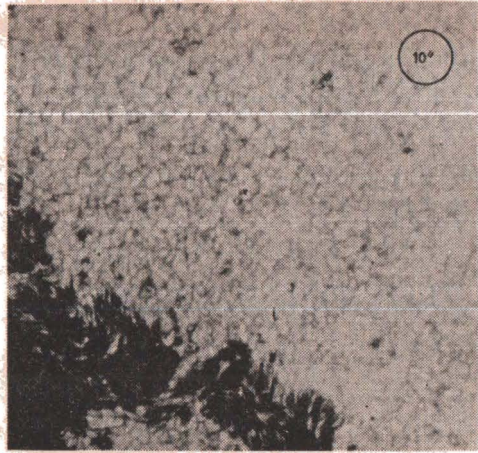
Her parlak hücreye tanecik (granül), fotosfer yüzeyinin taneciklerle kaplanmasına taneciklenme (granülasyon), adı verilir. Fakat belirtilmelidir ki, dünya üzerinde kurulu teleskoplarla, teleskobun açıklığı büyük de olsa, taneciklenmeyi kolayca görmek

her zaman mümkün değildir. Çünkü atmosferik koşullar elde edilen görüntü kalitesini önemli ölçüde etkiler; ayırma gücünün küçülmesine neden olur. Eğer atmosferik koşullar iyi değilse, fotosfer gözlemleri için en iyi olan teleskopla bile ayırma gücü 1" ile 2" arasında olur ki, bu eğer taneciklerin kendi büyüklükleri mertebesinde olduğundan yüzey üzerinde taneciklenme ve ince yapı görülmez.

Taneciklenmenin iyi bir şekilde gözlenmesi ve fotoğrafının çekilmesi atmosfer dışı gözlemlerle mümkündür. Atmosferin olumsuz etkisi yok olduğundan ayırma gücü artar ve küçük tanecikler bile ayrı ayrı görülebilir ve net görüntü elde edilir.

Bununla beraber, çoğunlukla yüksek dağlarda kurulu teleskoplarla veya kule teleskoplarla ve buna ek olarak yüksek kontrastlı filmler kullanılarak dünya üzerinden de taneciklenmeyi başarılı bir şekilde gösteren fotoğraflar çekilmiştir. Bu konuda en iyi örnek 1885 yılında Jannsen tarafından çekilendir ve hemen tüm Güneş konusu ile ilgili kitaplarda taneciklenmeye örnek olarak verilir.

1950'li yılların sonlarından itibaren bu konuda atmosfer dışı gözlemlerden yararlanılmaya başlanmıştır. Çeşitli ülkelerden Güneş araştırmacıları, önceleri balonla daha sonra Güneş araştırmaları için fırlatılan uydularla taneciklenmeyi, gittikçe daha büyük bir netlikle saptayıp, fotoğraflarını çekmektedirler. Şekil 4-6



Şekil 4-6 27 km yükseklikten çekilmiş taneciklenme fotoğrafı.

1959 yılında balonla 27 km yükseklikten 30 cm açıklıklı bir teleskopla çekilmiş taneciklenmeyi göstermektedir. Bu fotoğrafta ayırma gücü $0''.4$ 'dür. (~ 300 km). (Çünkü Güneş yüzeyi üzerinde $1''$ lik açısal uzaklık 700 km dir.) Skylab'la çekilmiş taneciklenme fotoğraflarında $0''.3$ (~ 200 km) değerinde ayırma gücüne erişilmiştir.

Bu yüksek ayırma güçlü teleskoplarla çekilen fotoğraflardan tanecik çaplarının $0''.4$ ile $5''$ arasında değiştiği fakat büyük çoğunluğun $1''$ ile $2''$ arasında ve ortalama değerin de $1''.3$ olduğu ortaya çıkmıştır. $1''.3$ ortalama değer yaklaşık 1000 km olduğundan, fotosfer yüzeyi, ortalama olarak çapları 1000 km büyüklüğünde taneciklerle kaplı demektir. Bir taneciğin merkezinden diğer taneciğin merkezine olan uzaklığın ortalama değeri $2''.5$ (1800 km), tanecikler arasındaki kanalların genişliği ise $0''.5$ 'den (350 km) küçüktür.

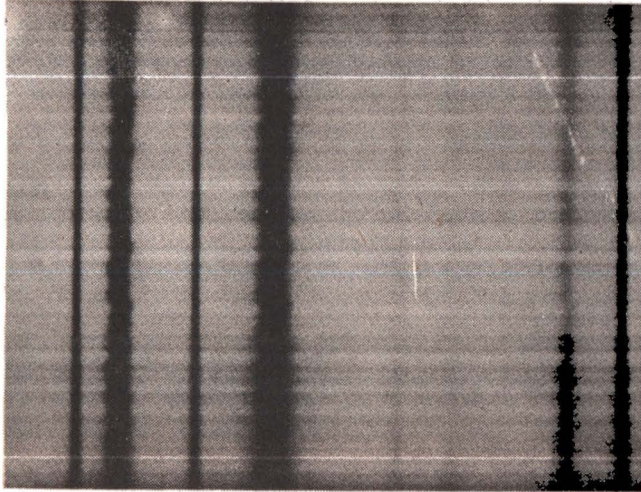
Dünya üzerindeki büyüklüklerle karşılaştırıldığında, çok büyük boyutlardaki (hemen hemen Türkiye'nin yarısı büyüklüğünde) bu tanecikler fotosfer üzerinde sabit değildir. Herhangi biri yok olurken bir diğeri ortaya çıkar; bir süre varlığını sürdürüp, o da yok olur. Sinema filmi şeklinde kısa zaman aralıklarında sürekli çekilmiş fotoğrafların incelenmesinden taneciklerin ömürleri ortaya konabilir. Bu şekilde çekilmiş filmler üzerinde belli bir kare bölge seçilip, bu kare bölge içinde yeni oluşan tanecik film üzerinde izlenir ve ömrü saptanır. Bu yöntemle bulunan ömürleri 8 ila 10 dakika arasındadır.

Taneciklenmenin Kökeni

Kolayca yapılabilecek bir deneyle, taneciklenmenin kökeni açıklanabilir: Birkaç mm kalınlığında yağ tabakası, ya da aynı kalınlıkta sıvı parafin tabakası alttan ısıtıldığında, tabakanın üst yüzeyinin düzgün görünümünün kaybolduğu, yüzeyde sürekli değişen kabarcıkların oluştuğu görülür. Çünkü, alttan ısınmaya

başlayan tabakanın alt bölümlerinde ısınan yağ veya parafin hücreleri genişler, yoğunluğu azalır hafifler ve üst yüzeye yükselir. Üst yüzeye varıldığında, çevre rölatif olarak daha az sıcak olduğundan, sıcaklığını çevreye yayar ve soğur. Yoğunluğu azalır, ağırlaşır ve yeniden alt yüzeye çöker. Yüzeye yükselen her tanecik içinde sıcak sıvı merkezden kenarlara doğru akarken kabarcık şekli çeşitli çokgen şekillere dönüşür.

Fotosferin hemen altında Güneşin konveksiyon bölgesinin bulunduğu kuramsal olarak bilinmektedir. Bu bölgede enerji gaz akımları ile iletilir. Daha sıcak olan iç bölgelerdeki sıcak gazlar daha yüksek bölgelere doğru yükselip, tekrar geri dönecek şekilde gaz türbülansları oluşur ve enerjinin sürekli iletimi sağlanır. Konveksiyon bölgesinin alt bölgelerinden yükselen sıcak gaz akımlarının oluşturduğu türbülansla, yukardaki deneyde olduğu gibi, yüzeye sıcak gaz kütlelerinin çıkması ve taneciklenmenin olduğu akla uygundur. Yüzeye kadar yükselen gaz kütleleri, çevreye göre daha sıcak olduklarından, enerjilerini çevreye yayıp parçalanacaklar veya alt bölgelere çökeceklerdir. Kısaca taneciklenme sürüp gidecektir.



Şekil 4-7
Güneşin
merkez
bölgesinden
yüksek ayırma
güçlü
spektrografla
alınmış
spektrumdan
bir kesit.

Taneciklenmenin gaz kütlelerinin yukarı aşağı hareketi olduğu gözlemsel olarak da gösterilebilir. Şekil 4-7'de Güneşin görünen merkez bölgesinden büyük ayırma güçlü ve yarığının boyu biraz uzun olan bir spektrografla alınmış spektrumun küçük bir bölümünün fotoğrafıdır. Bu fotoğrafta iki özellik dikkat çekicidir. Birincisi sürekli spektrum tek bir bant şeklinde olmayıp, parlaklıkları farklı olan bantlar dizisi şeklindedir. Bunun nedeni spektrografın yarık uzunluğu içine birçok tanecik ve taneciklerarası kanalın rastlamış olmasındandır. Bu bölgelerin sıcaklıkları değişik olduğundan, bu bölgelere ait olan sürekli spektrumun parlaklığı da farklıdır. Diğer özellik spektrel çizgilerin düz değil, zikzaklı olmasıdır. Halbuki yıldızlarda bu çizgiler düzdür. (Aynı spektrum üzerinde düz spektrel çizgilerin dünyamız atmosferine ait olduğuna dikkat edilmelidir.)

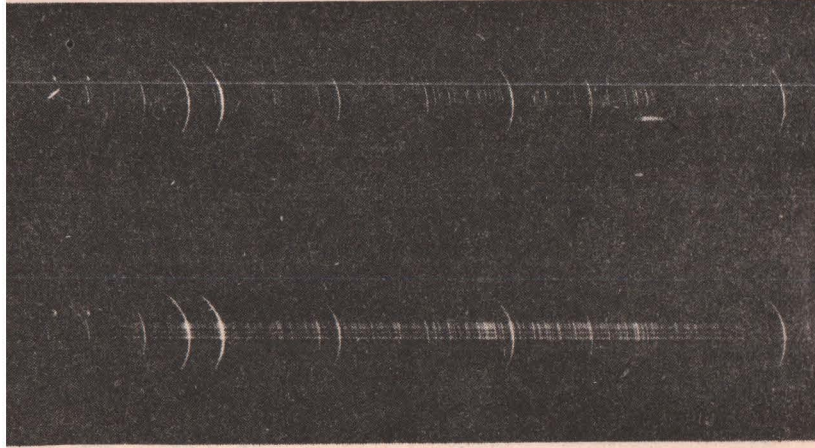
Spektrel çizgilerdeki zikzaklı görünüm, taneciklerin yükselme ve alçalma hareketlerinin açık bir göstergesidir. Çünkü, spektrel çizgi üzerinde kısa dalga boyuna doğru olan çıkıntı, Doppler olayına göre, o bölgenin yükselmekte olduğunu, uzun dalga boyuna doğru olan çıkıntı ise alçalmakta olduğunu ifade eder. Sürekli spektrum üzerinde spektrel çizgilerin parlak bantlar üzerine rastlayan bölgeleri genellikle (0/0 70) kısa dalga boyuna, koyu renkli bantlar üzerine rastlayan bölgeleri ise uzun dalga boyuna doğru çıkıntı oluşturmuştur. Bu, sıcak gaz maddesinin yükseldiğini, soğuyan maddenin ise çöktüğünü ifade eder. Çıkıntılardan itibaren ölçülen kayma miktarlarından şaptanan hızlar 0.2 km/sn ile 1 km/sn arasında değişen değerler verir. Büyük hızlar kuvvetli spektrel çizgilerden, küçük hızlar zayıf olanlardan bulunur. Kuvvetli çizgiler fotosferin üst bölgelerine ait olduğundan, madde hızı yükseklikle artıyor demektir.

Bu bilgiler ışığında taneciklenme konveksiyon bölgesinde oluşan 1000 km çapında gaz kütlelerinin 0.4 km/sn ortalama hız değeri ile, yaklaşık 8 dakikalık süreler içinde yukarı aşağı hareketidir.

Kromosfer

Kromosfer Güneş tutulmalarında veya özel araçlarla monokromatik olarak incelenegelmektedir. Tutulmalarda ay fotosferi tam olarak kapatıp, kromosfer dar bir halka olarak gözüktünce, ışığı bir yarıktan geçirilmeden spektroskoba düşürülerek spektrumu elde edilir. Geçen bölümde böyle bir spektruma *flaş spektrumu* dendiği belirtilmişti. Kromosferin yapısı ile ilgili temel bilgiler flaş spektrumundan elde edilir. Bir örneği Şekil 4-8'de verilen flaş spektrumun özellikleri aşağıdaki gibidir:

- 1) Flaş spektrumu parlak (emisyon) çizgisi spektrumudur.
- 2) Spektrel çizgilerin hepsi yay şeklindedir.
- 3) Yayların boyları farklıdır.
- 4) Fraunhofer çizgilerinin şiddetleri ile karşılaştırıldığında, yüksek iyonlaşma veya eksitlenme enerjileri gerektiren spektrel çizgiler flaş spektrumunda daha şiddetli, buna karşın düşük eksitlenme enerjisi gerektiren nötral atom çizgileri zayıftır.



Şekil 4-8 25 Şubat 1952 tarihli Güneş tutulmasında çekilen flaş spektrumu.

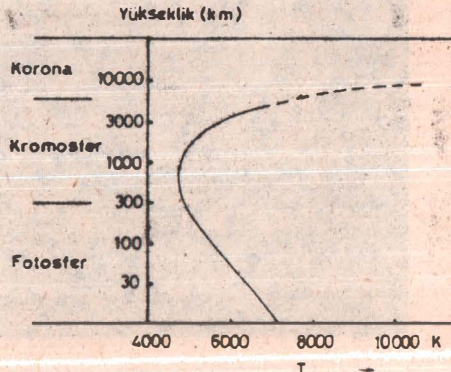
Bu özelliklerin açıklanması yukardaki sıraya göre şöyledir:

Spektrel çizgiler parlak çizgilerdir, çünkü kromosfer tabakasının Güneş kenarından gelen ışınımının spektrumu gözlenmektedir ve görüş doğrultusunda fotosfer tabakası bu bölgeyi etkilememektedir. Böylece spektrum, değişik elementlerden oluşmuş sıcak gaz ortamının özelliğini göstermektedir.

Spektrel çizgiler yay şeklindedir, çünkü yarık kullanılmadığından Güneş kenarındaki rölatif olarak ince kromosfer bölgesi yarık yerine geçmiştir. Bu durumda spektrel çizgilerin şekli, bu çizgileri yayınlayan atomların içinde bulundukları ortamın geometrik şeklini gösterir. Çizgiler küre yüzeyinin bir bölümünden yayınlanan ışınımı göstermektedir; dolayısı ile yay şeklindedir.

Yayların boylarının farklı olması, kromosfer içinde spektrel çizgilerin farklı yükseklikteki bölgelerde oluştuğu anlamına gelir. Kromosferin ne kadar yüksek bölgesinde oluşuyorsa, yayın uzunluğu o kadar büyüktür.

Yüksek enerji gerektiren çizgilerin Fraunhofer çizgilerinden daha şiddetli olması kromosferin bazı bölgelerinde sıcaklığın fotosferinkinden daha yüksek olduğunu, ancak tabakanın tümünde aynı sıcaklık değerinin olmadığını gösterir. Flaş spektrumundaki çizgilerin şiddet ve şekline göre, fotosferin hemen üstünde, sıcaklığın fotosfer sıcaklığından rölatif olarak düşük fakat yüksek bölgelere doğru sıcaklığın yükseldiği anlaşılır. Şekil 4- 9 kromosferde sıcaklığın yüksekliğe bağlı olarak nasıl değiştiğini göstermektedir.



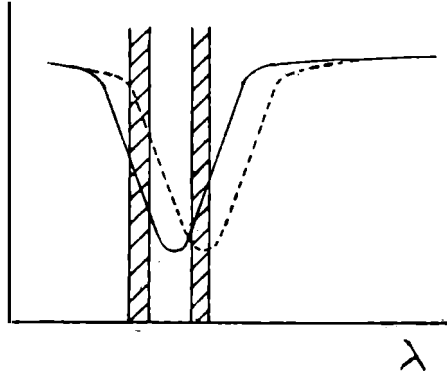
Şekil 4-9 Kromosferde sıcaklığın yükseklikle değişimi.

Kromosferin Monokromatik Görüntüleri

Spektrohelyoskop, spektrohelyograf ve filtre gibi özel araçlarla kromosferin monokromatik olarak gözlenmesi ile Güneş tutulmalarında gözlenmesi arasında iki önemli fark vardır: Birincisi, bu araçlarla hem disk kenarında, hem de disk üzerindeki kromosfer gözlenir. Daha açık bir deyişle, fotosferi kuşatan tüm kromosfer gözlenir. Halbuki Güneş tutulmalarında sadece görünen diski kuşatan kromosfer gözlenir. İkincisi, bu araçlarla kromosfer tek bir dalga boyundaki ışınlımla gözlenir. Yani, bir tek dalga boyundaki ışınlım dışında kalan tüm Güneş ışınlımı yok edilerek gözlem yapılır veya fotoğraf çekilir. Halbuki tutulmalarda kromosfer toplam ışınlımda gözlenir veya fotoğrafı çekilir.

Kuvvetli Fraunhofer çizgilerinden seçilen belli bir dalga boyundaki ışınlımda kromosferi gözlemek, bu ışınlımı yayınlayan elementin kromosferdeki yayılımını, yapısını gözlemektir. Seçilen çizgi ne kadar kuvvetli ise, kromosferin o kadar yüksek bölgesi gözlenir. Monokromatik gözlemlerde genellikle CaII 'nin K ve hidrojenin $\text{H}\alpha$ çizgilerinin verdiği dalga boyları kullanılır.

Ancak belirtilmelidir ki, hiçbir spektral çizgi *tam* monokromatik değildir. Çizginin bir kalınlığı vardır ve bu kalınlık içinde şiddet dağılımı da aynı değildir. Eğer böyle bir çizginin fotometresi (ışıkölçümü) yapılırsa, *profil* adı verilen dalga boyuna göre şiddet dağılımı elde edilir. Şekil 4-10'da düz çizgi ile $\text{H}\alpha$ spektral çizgisinin profili gösterilmektedir. Profilin tepesinin dışında kalan bölgelere profilin kanatları denir. Uzun dalga boyu tarafındakine kırmızı kanat, kısa dalga boyu tarafındakine mavi kanat. Monokromatik görüntü veren filtrelerin bir geçirgenlik aralığı vardır. (Şekilde taralı olarak gösterilmiştir.) Bu araçlar öyle düzenlenmiştir ki geçirgenlik aralığı profil üzerinde kaydırılabilir. Kromosferin bu ışınlımdaki yapısını net ve ayrıntılı görebilmek için geçirgenlik aralığı profilin tam tepesine göre ayarlanmış olmalıdır.



Şekil 4-10 H α spektrel çizgisinin profili.

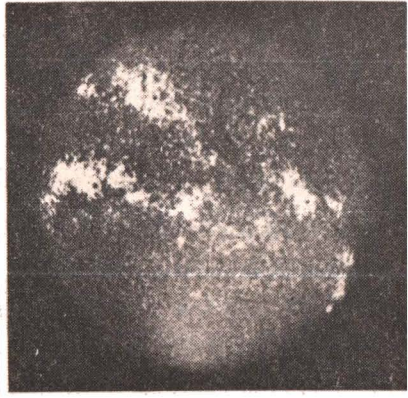
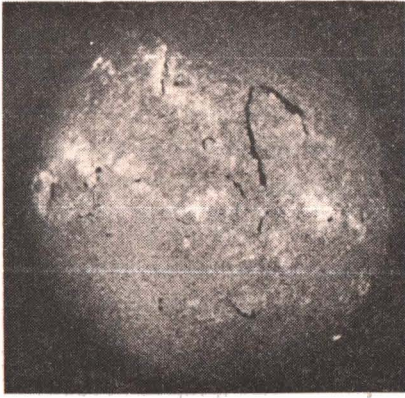
Fakat Doppler olayı veya herhangi bir nedenle spektrel çizgi kayabilir. Bu durumda profilin tepesi de olması gereken yere göre kayar, (Şekilde noktalı çizgi ile kaymış bir profil gösterilmektedir.) Bu durumda normal profilin tepesine göre ayarlanmış bir filtre ile istenen görüntü elde edilemez. Asıl yapıyı gösteren görüntü kaymış olan profilin tepesine göre ayarlanmış geçirgenlik aralığı ile elde edilir ki, bu da normal durumda profilin kanatlarından birine rastlar.

Bir kez daha hatırlanmalıdır ki, monokromatik görüntüler, o ışı-nımı veren kimyasal elementin kromosferdeki dağılımını ver-mektedir. Eğer Güneşin belli bir bölgesinde dünyaya doğru bir yükselme hareketi varsa, o bölgeden yayınlanan monokromatik ışınım kısa dalgaboyuna doğru kayacak ve ancak geçirgenlik ara-lığı mavi kanata doğru kaydırılarak çekilmiş fotoğrafta görüntü ve-recektir.

Bu olgu farklı bir şekilde de düşünülebilir: Geçirgenlik aralığı mavi kanada doğru kaydırılarak çekilmiş fotoğrafta iyi görüntü veren bölgeler dünyaya doğru yükseliyor demektir. Doğal olarak bu hareket aksi yönde de olabilir. Yani bir bölge dünyaya göre al-çalıyor olabilir. Bu durumda geçirgenlik aralığı kırmızı kanatta iken çekilen fotoğraf bu hareketi gösterir.

(a)

(b)



Şekil 4-11 Aynı güne ait (a) $H\alpha$, (b) $CaII$ 'nin K ışınımında monokromatik kromosfer görüntüsü

Şekil 4-11'de $CaII$ 'nin K ve hidrojenin $H\alpha$ spektrel çizgilerinin ışınımında, aynı anda çekilmiş kromosfer fotoğraflarını göstermektedir. Fotoğraflardaki parlak bölgeler meşale alanları olup, aktif Güneş olaylarına aittir. Bu bölgeler dışında, yüzey parlak ve kara beneklerden (mottles) oluşan mozaik bir yapı göstermektedir. Bu yapı $CaII$ 'nin fotoğrafında daha belirgindir. Ayrıca mozaik yapıyı oluşturan benekler yer yer kümeleşerek bir *ağyapı* (network) ortaya koymaktadırlar. Ağyapıya ait ince yapı kanatlarda çekilmiş fotoğraflarda daha iyi görülür.



Şekil 4-12 Geçirgenlik aralığı kanada kaydırılarak $H\alpha$ ışınımında çekilen kromosfer fotoğrafı.

Şekil 4-12 geçirgenlik aralığı 0.5 Å° kaydırılmış olarak kanatta çekilmiş bir $H\alpha$ fotoğrafını göstermektedir. Böyle bir fotoğrafta görülenler aşağıdaki gibi özetlenebilir:

1) 600 ila 1600 km uzunluğunda ince kara benekler ki, bunların ömürleri yaklaşık 10 dakika dolaylarındadır.

2) Bu kara benekler, parlak benekler de içerecek şekilde, demet görünimleri oluştururlar ki, büyüklükleri 2000 ila 8000 km kadar ve ömürleri birkaç saattir. Bunların her birine ağyapı denir.

3) Bu ağyapılar kromosfer üzerinde düzgün yayılmış olmayıp, hücreler meydana getirmektedir. Hücre büyüklükleri 20000 ila 40000 km kadar ve ömürleri bir gün mertebesinde dir.

Spiküller

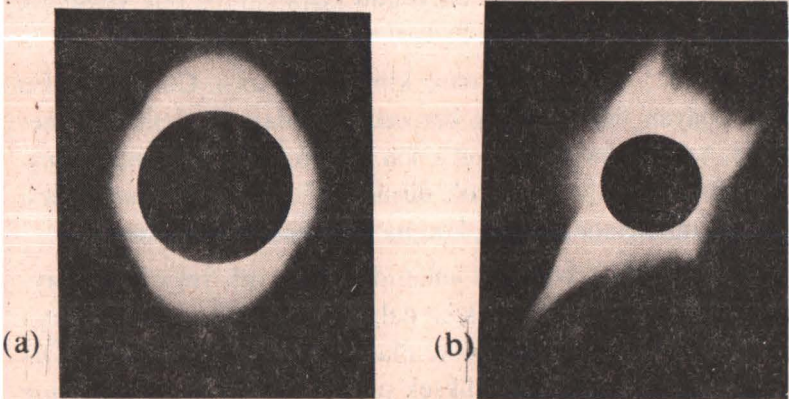
$H\alpha$ ışınımında gözlenen görüntüde Güneş kenarının, fotosferde olduğu gibi, keskin kenarlı olmayıp, çayırdaki çimenler gibi çıkıntılı olduğu görülür. Bu çıkıntılara *spikül* adı verilir. Yaklaşık 15000 km yükseklikte ve 2000 km kalınlıkta olan tek bir spikül durağan değildir. Yaklaşık 20 km/sn hızla yüzeyden yükselip, en yüksek duruma eriştikten sonra yaklaşık 10 dakika kadar varlığını sürdürüp, yok olur ve yerine bir başka spikül oluşur. Spiküller ağyapı ile ilişkilidir. Spiküller, demet şeklinde gözlenen ağyapıdaki parlak ince beneklerin kenardaki görünümüdür. Bunun en iyi kanıtı boyutları ve ömürleridir. Böylece üst kromosferin, ağyapı şeklinde ve demet görünümünde kümeleşmiş spiküllerin dışında, boş olduğu ortaya çıkar.

Korona

1930 yılına kadar sadece Güneş tutulmalarında, bu tarihten sonra koronografla gözlenebilen korona, özellikle tutulmalarda çok ilgi çekici bir görünüm sergiler. Ay diski Güneş yüzeyini tamamen

kapatıp, gece karanlığı olduğunda karanlık gökyüzü fonunda geniş parlak bir tabaka olarak gözükmesine karşın gerçekte ancak ay yüzeyi parlaklığındadır. Güneş kenarına yakın bölgelerde parlaklığı Güneş parlaklığının 10^{-6} katı kadardır. Fakat dışa doğru hızla azalır ve kenardan $1R_{\odot}$ (1 Güneş yarıçapı) uzaklığında, kenara yakın değerin yüzde birine düşer. Parlaklık dışa doğru öyle sürekli azalır ki, kesin bir kenar belirlenemez. Dünyadan yapılan gözlemlerde, tutulma esnasında $5R_{\odot}$ uzaklığa kadar izlenebilir. Fakat gözlemler 10 km yüksekten, örneğin bir uçaktan yapılırsa bu uzaklık $50R_{\odot}$ kadar çıkar. Muhtemelen daha da uzağa yayılmaktadır.

Beyaz ışıktaki gözlenen korona değişik şekilde görünüm sergiler ve şekiller güneş aktivitesi ile ilişkilidir. Şekil 4-13'de görüldüğü gibi, maksimum evrede tüm güneşi kuşatan dairesel şekilli görünüme karşın minimum evrede kutuplarda basık, ekvator bölgesinde uzanımı büyük bir yayılıma sahiptir. Ayrıca kutup bölgelerinde kısa, manyetik kuvvet çizgilerine benzer parlak çıkıntılar gözlenir. Miğfer ya da ince koni şeklindeki ışınım bölgeleri aktif olaylar ile ilgilidir. Yani daha alt tabakalarda meydana gelen aktif olayların koronaya ait etkinlikleridir.



Şekil 4-13 (a) Güneş aktivitesinin maksimum evresinde, (b) minimum evresinde beyaz ışıktaki çekilmiş korona fotoğrafları.

Korona Spektrum

Koronanın yapısı ile ilgili bilgiler spektrumundan elde edilir. Korona spektrumu oldukça karışık olup, üç bileşenden oluşur. Fakat iki bileşen doğrudan korona ile ilgili olmayıp, Güneş spektrumunun koronadan yansımasıdır. Koronanın kendine ait spektrumu parlak çizgi spektrumudur. Bundan önceki bölümde de belirtildiği gibi, bu parlak spektrel çizgiler astronomları 1839 yılına kadar çok uğraştırmıştır. (Bkz.: 3. bölüm) Bugün bu çizgilerin bilinen elementelere fakat bu elementlerin yüksek derecede iyonlaşmış durumlarına ait olduğu bilinmektedir. Diğer taraftan bugün bu yüksek iyonlaşma derecelerinin meydana gelmesi için ortamın sıcaklığının çok yüksek (milyon derece mertebesinde) olması gerektiği de bilinmektedir. Korona da gözlenen spektrel çizgilere ait iyonlaşma dereceleri için gerekli enerjiyi sağlayan sıcaklık hesapları, korona sıcaklığının birkaç milyon derece kelvin olduğu sonucunu vermektedir.

Koronanın bu denli yüksek sıcaklıkta olmasına karşın dünya üzerindeki canlılara zarar vermemesi şaşırtıcı gelebilir. Bunun nedeni yoğunluğunun çok düşük olmasıdır. Koronanın güneş yüzeyine en yakın, dolayısı ile en yoğun kısımlarında bile yoğunluk dünya atmosferinin 10^{-11} katı kadardır.

Bu bilgiler ışığında korona, kimyasal yapısı Güneşinkinden farklı olmayan fakat yüksek derecede iyonlaşmış elementler nedeniyle, serbest halde hareket eden elektron ve iyonlardan oluşmuş, yüksek sıcaklıkta ve çok düşük yoğunlukta bir gaz kütlesi olarak betimlenebilir. Kısaca, korona maddesi bir plazmadır.

Diğer taraftan 3. bölümde anlatıldığı gibi, ışık yayınlayan kaynağın sıcaklığı yükseldikçe, kısa dalga boylarında yayınlanan ışıının şiddeti artar. (Bu olgu fizikte Planck yasası olarak bilinir.) Örneğin güneşe göre çok daha yüksek sıcaklıkta bir yıldızın *uzak mor ötesi* (UMÖ=EUV) bölgesindeki ışıınımı, görsel bölge ışıınımından

çok şiddetlidir. Eğer sıcaklık 1000000°K veya daha yüksek ise X-ışınımı bölgesinde ışıınım yayınlar. Fakat dünya atmosferi UMÖ ve daha kısa dalga boylu ışıınım için geçirgen değildir. Bu nedenle dünya üzerindeki gözlem araçları ile gözlenemezler. 1000000°K sıcaklığı ile X-ışınımı yayınladığı çok açık olan koronayı bu ışıınımda gözlemek için atmosfer dışından gözlem yapmak gerekir.

Son yıllarda büyük bir gelişme gösteren uzay araçları koronanın hem UMÖ, hem de X-ışınımı ile gözlenmesini sağlamıştır. Bu gözlemlerin ortaya koyduğu yeni bulgular 7. bölümde anlatılacaktır.

V

Aktif Güneş

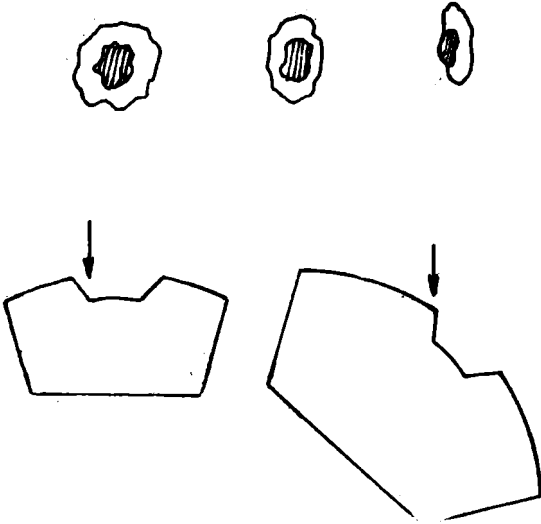
Güneş Lekeleri

Güneşin çeşitli tabakaları üzerinde meydana gelen geçici olaylar içinde en eskiden beri bilineni lekelerdir. Fotosfer üzerinde oluşan lekeler normal olarak çıplak gözle görülemezler. Ancak olağan dışı büyüklükte olanlar, Güneş bulutları arasından ya da batarken gözlenirse, çıplak gözle görülebilirler. Çünkü, bu koşullarda Güneş yüzeyinin parlaklığında önemli ölçüde azalma olduğundan, hem Güneş yüzeyine dikkatli bakılabilir hem de fotosfer ve leke bölgesi arasındaki parlaklık farkı azalır. Bu nedenle Güneş lekelerinin tarihi dürbünün keşfi ile başlar.

En genel anlamda tek bir Güneş lekesi çok koyu renkli bir çekirdek ile bu çekirdeği kuşatan daha az koyu renkli bölge olarak tarif edilebilir. Koyu renkli çekirdeğe “*umbra*”, umbrayı kuşatan daha az koyu bölgeye “*penumbra*” denir. Fakat penumbrasız lekeler de vardır. Yani, kara, nokta şeklinde tek bir umbra da bir Güneş lekesidir. Gözle bakıldığında ya da fotoğrafta umbranın hiç ışıyım yayınlamıyormuş gibi kara görünmesinin nedeni parlaklığının çevreye göre daha düşük şiddette olmasındandır ki, bu da sıcaklığının çevreye göre daha düşük olduğu anlamına gelir.

Diğer taraftan Wilson olayı denen bir olay, bir leke içindeki umbra ışığının fotosfere göre daha alçak bir bölgeden geldiğini

gösterir. Penumbra ise, bir çukur oluşturan bu alçak bölgenin yan çevresidir. Çünkü, Güneşin görünen yüzeyi üzerinde, merkezsiz boylama yakın bölgelerde penumbra genellikle umbrayı simetrik olarak kuşatır. Halbuki kenar bölgelerdeki lekelerde merkeze doğru olan tarafta dar, hattâ bazen hiç yoktur. Leke kenardan merkeze doğru yaklaştıkça, gittikçe artan bir şekilde simetrik görünmeye başlar. İlk kez A. Wilson'un dikkat çektiği bu olay Şekil 5-1'de gösterilmektedir. A. Wilson'a göre bir küre yüzeyi üzerinde aynı yapıda çukur bölgeler, kenarda ve merkez bölgede izdüşüm nedeni ile aynen lekelerde olduğu gibidir.



Şekil 5-1 Wilson olayı. Bir leke Güneş kenarına yakın iken, merkez tarafında penumbra kenar tarafındakinden çok daha dar görünür. Kenara ne kadar yakın ise fark o kadar büyüktür. Merkez bölgede ise penumbra simetrik görünür. Aynı olay bir küre yüzeyindeki çukur bölgeler için de geçerli olduğundan, lekelerde umbranın diğer bölgelere göre daha derinde olduğu sonucu çıkar.

Güneş lekeleri Güneş yüzeyi üzerinde daha çok gruplar halinde bulunurlar. Az ya da çok sayıda leke bir topluluk oluşturacak şekilde bir arada bulunur ki, bu topluluğa “*lekegrubu*” denir. Bir grup içinde penumbralı ve penubrasız lekeler olduğu gibi, bir penumbra içinde birden fazla umbra da olabilir. Bazı gruplar ise sadece umbralardan oluşmuştur. Bir gruba dahil olmayan penumbralı veya penumbrasız tek bir leke de bir grup sayılır. Şekil 5-2 büyük bir lekegrubunu göstermektedir.



Şekil 5-2 Büyük bir lekegrubu

Lekegruplarının Sınıflandırılması ve Gelişimi

Lekegruplarının şekilleri gruptan gruba çok değişmekle beraber, genel özelliklerine göre sınıflandırılabilirler. Şekil 5-3'de verilen sınıflama Zürih sınıflaması olarak bilinir. Bu sınıflamada gruplar 9 sınıfa ayrılıp, her biri A ile J arasındaki bir büyük harf ile gösterilir. Bu sınıfların özellikleri özetle şöyledir:

H: En az bir tane penumbralı lekeye sahip fakat ekvatora paralel uzanım göstermeyen grup.

J: H sınıfına göre daha küçük, genellikle tek bir penumbralı grup.

Bir leke çok küçük bir umbra olarak oluşur. Bazen birkaç saat, bazen de birkaç gün varlığını sürdürüp yok olur. Eğer yok olmazsa gelişir. Gelişim şekli genellikle Zürih sınıflamasındaki sırayı izler. Çok iyi gelişen bir grup, bu sınıflamaadaki sırayı izleyerek F sınıfına kadar gelişip, küçülmeye başlar. Küçülme aşamasında da F sınıfından sonraki sıra izlenir. Fakat her leke grubu gelişimi süresince, baştan sona bu sırayı izlemez; belli bir sınıfa kadar gelip, ardından küçülme aşamasına geçebilir. Örneğin D sınıfına kadar ulaştıktan sonra G sınıfına geçip küçülebilir. Bu grubun gelişimi A-B-C-D-G-H-J-A şeklinde olduğu gibi, A-B-C-D-J-A şeklinde de olabilir. Daha az gelişmiş gruplarda daha da farklı bir gelişim olabilir. Örneğin A-B-C-B-A gibi.

Geliştirilmiş Zürih Sınıflaması

Zamanla Zürih sınıflaması yetersiz bulunarak, geliştirilmiştir. Yeni sınıflama ile grubun şekli daha açık ve ayrıntılı bir şekilde ortaya konabilmektedir. Temelde Zürih sınıflamasına dayanan bu sınıflamada G ve J sınıfları çıkarılmış, buna karşın sınıflamaya başka harfler eklenmiştir. Eklenen yeni harfler gruba ait özellik ve ayrıntıları iki şekilde ortaya koyar. Birincisi grubun en büyük lekesine ait özellikler, ikincisi ise grup içinde ön ve arka leke arasındaki leke dağılımına ait özelliklerdir.

En büyük lekeye ait özellikleri gösteren harfler ve anlamları aşağıdadır:

X: Leke penumbrasızdır.

R: ... oluşmamış penumbraya sahiptir. Normal pe-

numbralardan daha parlaktır ve yapısı benekli veya taneçiklidir.

S: Umbra büyüklüğü $2^{\circ}.5$ 'yi geçmeyen dairesel görünümlü penumbranın merkezindedir veya eliptik şekilli penumbra tarafından simetrik olarak kuşatılmıştır.

A: Umbra veya umbralar çapı $2^{\circ}.5$ yi geçmeyen asimetric ya da karmaşık yapıli penumbra ile çevrelenmiştir.

H: S özelliğine sahip fakat uzanım $2^{\circ}.5$ 'yi geçen leke

K: A özelliğine sahip fakat uzanım $2^{\circ}.5$ 'yi geçen leke

Ön ve arka lekeler arasındaki leke dağılımını gösteren harfler ve anlamları aşağıdadır:

O: Ön ve arka lekeler arasında leke olmayan gruplar. Zıt kutuplu manyetik bölgeler çok açık olarak birbirinden ayrılır:

I: Ön ve arka lekeler arasında sadece penumbrasız lekelerin bulunduğu gruplar

C: Ön ve arka lekeler arasında en az bir penumbralı lekenin bulunduğu gruplar. Büyük ve karmaşık yapıli gruplar bu sınıftandır.

Örneğin Zürih sınıflamasında El 5 olarak gösterilen bir grup, yeni sınıflamada EAC-15 olarak veya eski sınıflamada H2 olarak gösterilen bir grup yenisinde HS-2 olarak gösterilir.

Leke Çevrimi

Güneş lekelerinin Güneş yüzeyi üzerinde her zaman aynı bolukta olmayıp, bazen çok bol olmalarına karşın, bazen de günlerce, hattâ aylarca tek bir leke bile gözlenmediğini ve bu bolluktaki artıp eksilmenin yaklaşık 10 yıllık aralıklarla tekrarlandığını ilk fark eden, asıl mesleği eczacılık olan, amatör bir astronomdur. H. Schwabe isimli bu Alman amatör astronom 1826'dan 1875 yı-

lndaki ölümüne kadar, hemen hemen yarım yüzyıl, Güneş lekelerini sürekli gözlemiştir; havanın açık olduğu hergün Güneş yüzeyi üzerindeki lekeleri saptayıp, kayıt etmiştir. İlk 17 yıl içinde, 1833 ve 1843 yılları dışında, her gözlem gününde Güneş yüzeyinde lekegruplarının var olduğunu, 1833 ve 1843 yıllarında ise, her birinde 100 günden fazla sürelerde tek bir umbranın bile bulunmadığını görmüştür. Bu saptamaya dayanarak 1843 yılında leke bolluğunun yaklaşık 10 yıllık bir peryotla artıp eksildiğini bildirmiştir.

Başlangıçta fazla önemsenmeyen bu bulguyla daha sonraları R. Wolf isimli İsviçreli bir matematik öğretmeni ilgilenmiştir. 1864 yılında Zürih gözlemesine direktör de olan Wolf bu konuya daha bilimsel ve sistemli bir şekilde yaklaşmıştır. Her şeyden önce sürekli ve sistemli gözlem verisi sağlama gereği ile başka gözlem evleri ile işbirliğine girmiştir. Bu işbirliğinin amacı Zürih'te hava koşulları veya başka bir nedenle gözlem yapılamayan günler için gözlemleri diğer gözlem evlerinden sağlamaktır.

Wolf ayrıca, leke bolluğunun periyodik olup olmadığını saptayabilmek için, leke bolluğunu ifade eden bir ölçek sayısı ortaya koymuştur. *Rölatif sayı* denilen ve "R" ile gösterilen bu sayı

$$R = 10g + f$$

olarak tanımlanır. Bu tanımlamada "g" gözlem gününde Güneş yüzeyi üzerindeki grup sayısı, "f" ise tüm grupların içerdiği toplam leke sayısıdır. Örneğin gözlem gününde 2 grup ve bunlardan birinde 5, diğerinde 15 leke varsa

$$R = 10 \times 2 + 20 = 40 \text{ 'dır. Eğer Güneş yüzeyinde hiç leke yoksa,}$$

$$R = 10 \times 0 + 0 = 0 \text{ 'dır. Buna karşın tek bir leke bulunursa}$$

$$R = 10 \times 1 + 1 = 11 \text{ olur.}$$

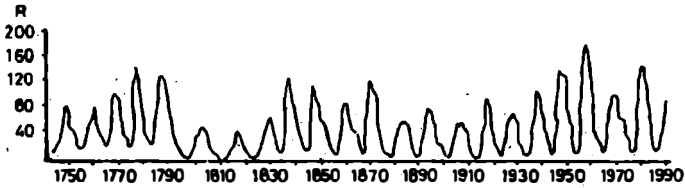
Grup sayısı arttıkça R hızla artar. Leke aktivitesinin büyük olduğu zamanlarda R 300 değerine varabilir.

Ölçek sayısının rölatif sayı şeklinde alınmasının nedeni şudur: Güneş yüzeyi üzerinde bir leke grubunun meydana gelmesi ile, bir grup içinde yeni bir leke oluşması aynı ağırlıkta değildir. Bir leke grubu tek bir umbranın oluşması ile başlayıp gelişirken, grup içinde leke sayısı sürekli değişir. Oysa lekesiz bir bölgede yeni bir leke grubunun oluşması tümü ile yeni bir oluşum olup çok daha ağırlıklıdır. Wolf bu ağırlık katsayısını 10 olarak almıştır. Günümüzde de kullanılan bu sayı yardımı ile hergün Güneş yüzeyindeki leke bolluğu ortaya konur.

Diğer taraftan kurulan işbirliğinden bilimsel yarar sağlamak için, gözlemcilerinin gözlem niteliklerinin Zürih gözlemlerinininki ile aynı olması gerekir. Bunun için Zürihte ve bir diğer gözlemevinde aynı gün yapılan gözlemlerin R değerleri karşılaştırılıp, sonuçlar sınanmış. Aynı sonucu vermeyip, hep sistematik fark gösterenler için bir orantı katsayısı hesaplanmış. Örneğin herhangi bir X gözlemevinin R değerleri R_x , Zürih'inki R_z ile gösterildiğinde, ortak gözlem günleri için $R_z/R_x = 0.8$ ise, R_z değerleri yerine $0.8R_x$ değerleri kullanılarak X gözlemevine ait gözlemlerin niteliği Zürih gözlemlerinin niteliğine indirgenmiş olur. Zürih'te gözlem yapılamadığında, gözlem dizisindeki boşluk bu gözlemevininki ile doldurulurken, bu katsayıya göre indirgenmiş değeri kullanılır. Bugün, Wolf ve Wolf'u izleyen diğer direktörlerin (W. Brunner ve M. Waldmeier) bu konuya aynı önemi vermeleri ve çalışmaları sürdürmeleri sonucu günümüze kadar uzanan, sistemli bir şekilde elde edilmiş leke datası vardır. Ayrıca, Wolf o günlerde elde edilen veri ile yetinmeyip, geriye, eski yıllara doğru da çalışmalarını uzatmıştır. Zürihte ve diğer gözlemcilerinde eski yıllara ait gözlem sonuçlarını toplayıp, aynı şekilde indirgeyerek 1700'lü yılların başlarına kadar varan veri elde etmeyi başarmıştır.

Rölatif sayı günden güne çok değişiklik gösterir. Fakat bu değişiklik her zaman grup ve leke sayısındaki değişiklikten ileri gelmeyebilir. Çok zaman Güneşin dönmesi sonucu bazı büyük grup-

lar batı kenarından kaybolup, görünmeyen yüzeye geçer. Böylece, herhangi bir gerçek aktivite azalması olmadığı halde, rölatif sayı birden çok azalabilir. Örneğin 25 lekesi olan bir grup batı kenarından görünmeyen yüzeye geçtiğinde rölatif sayıda 35 azalma olur. Bu nedenle leke aktivitesinin peryotluluğunu araştırmada günlük rölatif sayılar yerine yıllık ortalamalar kullanılmıştır.



Şekil 5-4 I. çevrimden 22. çevrime kadar rölatif sayı değişimi

Şekil 5-4 1750 yılından itibaren yıllık ortalama değerlere göre rölatif sayının değişimini göstermektedir. Şekilde, R'nin ritmik bir şekilde artıp azalması ve böylece, ilk kez Schwabe'nin ileri sürdüğü peryotluluk açıkça görülmektedir. Belli bir süre içinde ortalama R sayısı 0 minimum değerinden maksimum değere yükselip, tekrar 0 değerine varmaktadır. İki minimum veya iki maksimum değer arasındaki sürelerin ortalama değeri 11 yıldır. Yani, Schwabe'nin ileri sürdüğü 10 yıldan daha uzundur. Fakat sabit değildir. En çok rastlanan 11 yıl olmakla beraber 8 ila 15 yıl arasında değişebilmektedir. Peryodun sabit olmaması nedeni ile bu değişime peryodik leke değişimi denilmez; İngilizce "cycle" sözcüğünün karşılığı olan çevrim sözcüğü kullanılarak "leke çev-

rimi” denir. Yani, ortalama R değerinin zamana göre değişiminde birbirini izleyen iki minimum evre arasındaki değişim bir leke çevrimidir. Çevrim ortalama R'nin 0 olduğu bir zamandan başlayıp, sürekli olarak artan bu değerlerin maksimum değere varması ile maksimum evreye ulaşır. Maksimum evreyi izleyen zamanlarda ortalama R değeri sürekli bir azalma ile 0 değerine vardığında çevrim tamamlanmış olur.

Çevrimlerin Numaraları

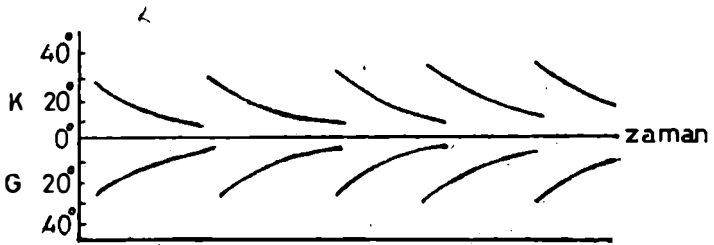
Wolf'un geçmiş yıllara ait elde ettiği R değerleri 1700 yılına kadar uzanmakla beraber, bunlardan ancak 1750'ye kadar olanlar eksiksiz ve Zürih değerlerine indirgenebilmiş olanlardır. Bu nedenle 1750 yılından günümüze kadar aynı ağırlıkta ve eksiksiz bir leke datası mevcuttur. Bu dataya dayanarak tüm çevrimleri incelemek ve birbirleri ile karşılaştırmak için herbirine bir numara verilmiştir. 1750'den sonraki ilk maksimum 1760'da olmuştur. İşte 1750 maksimumunu içeren çevrim 1 no.lu olmak üzere diğerleri sıra ile numaralanmıştır. 1986'da 21 no.lu çevrim tamamlanmış olup, günümüzde, 1990'da maksimum evresi geçmiş olan 22 no.lu çevrim tamamlanmak üzeredir.

Şekil 5-4'den görüldüğü gibi, çevrimlerin şekli birbirlerinden oldukça farklıdır. Özellikle maksimum R değeri çevrimden çevrime 50 ile 200 değeri arasında olmak üzere büyük farklılıklar göstermektedir. Buna karşın ortak özellikleri de vardır. En önemli iki ortak özellikten birincisi minimum evreden maksimum evreye çıkış süresinin, maksimum evreden minimum evreye iniş süresinden kısa olmasıdır. İkincisi ise, minimum evreyi izleyen yıllarda R değeriindeki artış hızı ne kadar büyük ise, maksimum R değerinin de o kadar büyük olmasıdır. Başka bir deyişle, maksimum R sayısı büyük olan çevrimler maksimum evreye daha kısa zamanda erişirler.

Lekelerin Enlem Kayması

Öncelikle belirtilmelidir ki, lekeler Güneş yüzeyinde rastgele bölgelerde bulunmazlar. Özellikle maksimum evrede ekvatorun her iki tarafında, ekvatora paralel, yaklaşık 15° helyografal enlem aralığını kaplayan, birer kuşak içinde bulundukları çok açık bir şekilde görülür. (bkz. Şekil 4-1) Bu kuşağın ekvatordan uzaklığı çevrim başından sonuna kadar yüksek enlemlerden, daha küçük enlemlere doğru kayar. Yani çevrim başlangıcında lekeler yüksek enlemlilerde oluşur, fakat çevrim ilerledikçe daha küçük enlemlilerde oluşmaya başlarlar.

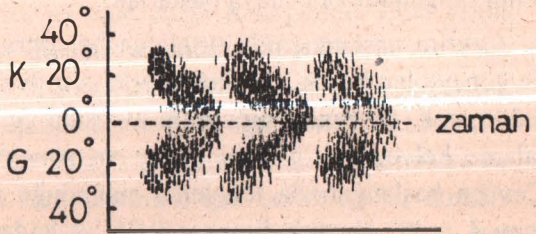
Çevrim başlangıcında ortalama helyografal enlemi 30° kuzey ve güney olan kuşak, çevrimin ilerlemesi ile sürekli ekvatora doğru yaklaşarak, çevrimin minimum evresine gelindiğinde kuşağın ortalama helyografal enlemi kuzey ve güneyde 8° değerine erişir. Çevrim başlangıcında lekelerin bulunduğu kuşağın ortalama enlemi $4 \pm 30^\circ$ olmakla beraber $\pm 35^\circ$ 'ye kadar, hattâ az sayıda da olsa, $\pm 40^\circ$ 'ye kadar olan bölgelerde, aynı şekilde çevrimin bitiminde $\pm 1^\circ$ ile $\pm 2^\circ$ kadar olan bölgelerde lekeler görülebilir. Ayrıca bir çevrim tamamlanırken, yani lekeler ancak düşük enlem kuşaklarında gözlenirken, birden bire $\pm 30^\circ$ veya 30° nin üstündeki bölgelerde lekeler görülmeye başlanır. Böyle bir durum yeni çevrimin başladığının göstergesidir.



Şekil 5-5 Leke gruplarının ortalama helyografal enlem değerlerinin çevrim boyunca değişimi. Enlem kaymasının çok düzenli bir değişim olduğu görülmektedir.

Lekelerin enlem kayması her çevrimde aynı düzenle tekrarlanır. Çevrimden çevrime R sayısındaki değişimin şekli çok değişmesine karşın lekelerin enlem kaymasında değişiklik gözlenmez. 5 çevrime ait ortalama helyografal enlem (kuzey yarımküre için + B ve Güney yarımküre için -B olmak üzere) şekil 5-5'de gösterilmektedir. Şekil enlem kaymasındaki düzeni açıkça göstermektedir.

Şekil 5-6 Leke gruplarının bir çevrim boyunca Güneş yüzeyi üzerinde bulunduğu bölgeler bir kelebek şekli oluşturur.



Enlem kaymasındaki düzeni gösteren bir diğer diyagram Şekil 5-6'da gösterilen Maunder diyagramıdır. Bir diğer adı Kelebek diyagramı olan bu diyagramda bir eksen zaman, diğeri ise helyografal enlemdir. Bu diyagramda ortalama enlemler yerine, tüm leke gruplarının enlem genişliği işaretlenmiştir. Yani her leke grubu için helyografal enlem eksenine paralel bir çizgi işaretlenmiştir ki, bu çizginin boyu leke grubunun enlemsel genişliğini gösterir. Bir çevrim tamamlandığında, bu çizgilerin gösterdiği şekil biri kuzey, diğeri güney yarım kürede olmak üzere, bir çift kelebek kanadına benzer. Bu nedenle Kelebek diyagramı da denir. Çevrimler ard arda tamamlandıkça çift kelebek kanatları da birbirini izler. Kelebek diyagramında ilgi çekici bir diğer özellik, minimum evrelerde hem alçak hem de yüksek helyografik enlemlerde aynı zaman içinde lekelerin görülmesidir. Kısa bir zaman

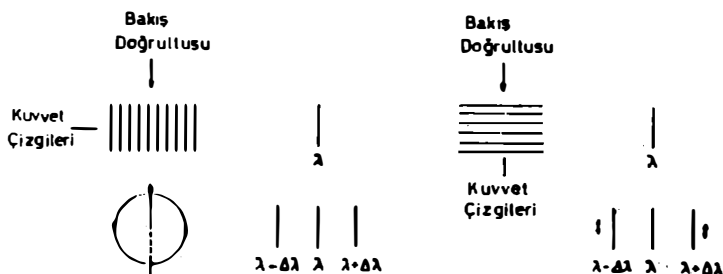
süresi içinde birbirini izleyen çevrimlerin üst üste geldiğini gösteren bu durum, aynı zamanda, leke çevriminin birbirinden bağımsız aktiviteler olduğunun da göstergesidir.

Lekelerin Manyetik Alanı

Lekelerin manyetik alana sahip oldukları Zeeman olayı yardımı ile ortaya konmuştur. Zeeman olayı, manyetik alan içinden geçen ışık kaynağının spektral çizgilerinin bileşenlere ayrılmasıdır. Bu olayı ilk kez kuvvetli manyetik alan ve büyük dispersiyonlu spektroskop kullanarak P. Zeeman bulduğu için bu isimle bilinir. Spektral çizgilerin bileşen sayısı ışık kaynağına, manyetik alan kuvvet çizgilerine göre, hangi doğrultuda bakıldığına bağlıdır. Eğer kaynağa kuvvet çizgilerine dik doğrultuda bakılırsa, spektral çizgi üç bileşene ayrılır. Bunlardan biri merkezsiz bileşen olup, spektrum üzerindeki yeri, yani dalga boyu değişmez. Diğer iki bileşen ise, merkezsiz bileşene göre simetrik olarak, kırmızı ve mavi tarafa doğru kaymıştır. Her iki bileşenin merkezsiz çizgiden kayma miktarı çizginin dalga boyuna, manyetik alan şiddetine ve o spektral çizgiyi veren atomun yapısına bağlı olan "g" ile gösterilen bir katsayıya bağlıdır. Fraunhofer çizgileri için g, 0 ile 3 arasında değişen bir sayıdır. Kayma miktarı:

$\Delta\lambda = 4.7 \times 10^{-5} \lambda^2 g H$ 'dır. ($\Delta\lambda$ ve λ cm, H gauss, g 0 ile 3 arasında bir sayı) g= 0 olması halinde bileşenlere ayrılma olmayacağı açıktır. Diğer taraftan spektral çizgilerin çoğunluğu için g = 1 olduğundan, formül genellikle: $\Delta\lambda = 4.7 \times 10^{-5} \lambda^2 H$ şeklinde kullanılır. Bu üç bileşen düzlem polarizlenmiş olup, polarizlenme doğrultusu merkezsiz bileşen için kuvvet çizgilerine paralel, kaymış olanları için kuvvet çizgilerine diktir.

Kaynağa kuvvet çizgilerine paralel doğrultuda bakıldığında, merkezsiz bileşen görülmez. Diğer iki bileşen ise birbirlerine ters yönde dairesel polarizlenmiştir. Şekil 5-7'de her iki bakış doğrultusuna göre bileşenlerin durumu şematik olarak gösterilmektedir.



Şekil 5-7 Zeeman olayı. Bir kaynağın ışınımı manyetik alan içinden geçiyorsa, spektral çizgiler bileşenlere ayrılır.

Spektroskopta veya spektrografta Zeeman olayının ortaya koyduğu bileşenleri saptamak ve $\Delta\lambda$ kayma miktarını doğrudan ölçmek ancak 1000 gauss mertebesinde manyetik alanlar için mümkündür. örneğin $\lambda = 5000 \text{ Å}$ ve $g = 1$ olan bir çizgi için $H = 1000$ gauss şiddetinde manyetik alanda kayma $\Delta\lambda = 0.012 \text{ Å}$ olur ki, bu değer hemen hemen bu spektral çizginin yarı genişliği değerinde olduğundan saptanması ve ölçülmesi zordur. Bu nedenle bu amaç için "g" değerleri büyük olan çizgiler kullanılır. Demir çizgileri böyle çizgiler olup, $\lambda = 5250.2 \text{ Å}$ çizgisi için $g = 3$ 'tür.

Güneş lekelerinde Zeeman olayını araştıran ilk kişi G.E.Hale'dir. Güneş lekeleri spektrumunda spektral çizgilerin bileşenlere ayrıldığı daha önceden fark edilmişti. Fakat nedeni anlaşılamamıştı. Hale 1908'de, bu bileşenlerin Zeeman olayındaki gibi polarizlenmiş olduğunu ortaya çıkararak nedeninin manyetik kaynaklı olduğunun anlaşılmasını sağladı. Bundan sonra da bu konudaki çalışmalarını sürdürüp önce lekelerin manyetik alan şiddetini, ardından da manyetik alan kutuplarını saptamayı başardı. Sonuçta, bazıları kuzey, bazıları güney kutuplu olmak üzere lekelerin birkaç bin gauss mertebesinde manyetik alana sahip ol-

dukaları anlaşıldı. Lekelerin manyetik alan şiddetleri ile alan büyüklükleri ilişkilidir. Alanlar büyüdükçe manyetik alan şiddeti de artar. Böylece Güneş yüzeyi üzerindeki lekelerin sadece koyu renkli bölgeler olmayıp, çok şiddetli manyetik alanlar olduğu ortaya çıkmış oldu.

Manyetik Çevrim

Bu bölümün başında belirtildiği gibi, gelişmiş leke grupları Güneş yüzeyinde, batı-doğu doğrultusunda uzunlamasına şekilli olarak, ekvatora paralel uzanırlar. Batı yönündeki leke ön, doğu yönündeki ise arka leke olarak isimlendirilir. Hale lekelerdeki manyetik kutbu saptamayı başarmasının ardından gruplardaki ön ve arka lekelerin farklı kutuplarda olduğunu gördü. Örneğin, ön leke kuzey (N) kutuplu ise, arka leke güney (S) kutupludur. Ayrıca Güneş'in bir yarım küresi üzerindeki tüm gruplarda kutup sıralaması aynıdır. Buna karşın, diğer yarım kürede bu sıralama tersdir. Yani, ön leke güney, arka leke kuzey kutupludur. Hale bu sıralamayı saptadığında durum tam böyle idi. Bir manyetik alanın daima iki kutuplu olduğu bilindiğinden, bu bulgu çok şaşırtıcı olmadı. Asıl şaşırtıcı olay 1913 yılında gözlemlendi. 1913 yılı leke çevriminin minimum yılı olup, alçak helyografik enlemlerle az sayıda grup varlığını sürdürürken, yüksek enlemlerde yeni çevrimin grupları da oluşmaya başlamıştı. Bu yeni çevrime ait gruplarda manyetik kutuplaşma her iki yarım kürede de bir öncekinin tersi idi. Yani, kuzey yarım kürede ön ve arka lekeler sırası ile S-N, güney yarım küredeki ise N-S şeklinde sıralanmıştı. Daha sonraki çevrimlerde de bu değişiklik süregelen ve lekegruplarının manyetik kutuplarının her bir yarım kürede çevrimden çevrime değiştiği, iki çevrimde bir, aynı duruma geldiği anlaşılmıştır.

Diğer taraftan manyetik özellikleri bakımından lekegrupları üç sınıfa ayrılır. α , β , γ , olarak isimlendirilen bu sınıfların özellikleri aşağıdadır:

α : Tek kutuplu grup veya lekeler. Unipolar grup olarak isimlendirilirler.

β : Ön ve arka lekeleri zıt kutuplu olan iki kutuplu gruplar. Bipolar grup olarak isimlendirilirler.

γ : Kutuplaşma ayırımı çok zor olan karmaşık gruplar. Multipolar grup olarak isimlendirilirler.

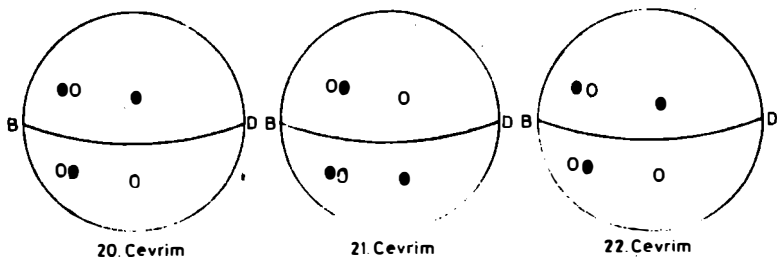
Grupların manyetik sınıflandırılması ile şekillerine göre sınıflandırılmaları arasındaki ilişki ise şöyledir:

A,J,H sınıfları, α sınıfından unipolar gruplardır.

B,C,D,E,G sınıfları bipolar gruplardır. (β)

F sınıfı ise hem bipolar hem de multipolar olabilir. (β veya γ) Başka bir deyişle (γ) sınıfından multipolar gruplara F sınıfından gruplarda rastlanır.

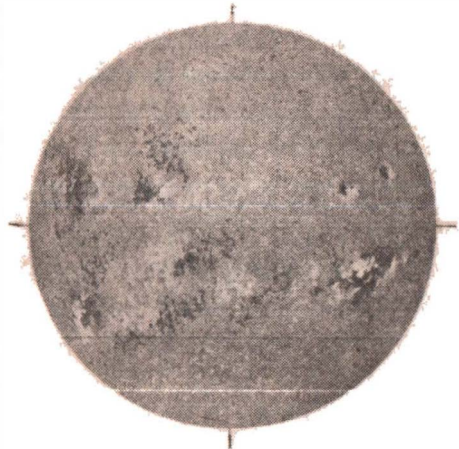
Unipolar gruplarda kutup bir çevrim boyunca bipolar grupların ön lekesinin kutbundandır. Çevrimin değişmesi ile bipolar gruplarda ön lekenin kutbu değiştiğinde unipolar grupların kutbu da değişir. Bu değişim nedeni ile leke çevriminin 11 yıl değil, 22 yıl olduğu kabul edilmektedir. Şekil 5-8 son üç çevrim için Güneşin kuzey ve güney yarım kürelerinde bipolar gruplardaki manyetik kutup sıralamasını ve unipolar grupların kutuplarını göstermektedir. 0 ve ● sembolleri sırası ile kuzey ve güney kutuplarını göstermektedir.



Şekil 5-8 Manyetik çevrim. Lekegruplarında son üç çevrime ait kutup sıralaması.

Leke Gruplarının Dışındaki Manyetik Yapılaşmalar

Güneş lekelerinde manyetik alanın varlığının anlaşılması ile, leke grupları dışında kalan bölgelerde manyetik alanın var olup olmadığı konusu gündeme geldi. Halc, kendisi koronanın görünümünden etkilenip, kutup bölgelerinin (dönme ekseninin Güneş yüzeyini kestiği noktalar) manyetik alana sahip olduğunu sezmiş, bu bölgelerde manyetik alanın varlığını ortaya koymak için çalışmış ve düşük şiddette bir alanın varlığını gösterebilmiştir. Fakat bu konudaki asıl gelişme H.W. Babcock'un 1950'li yılların başlangıcında magnetografı bulması ile başladı. Bu magnetografı leke bölgeleri dışında manyetik alan saptanabildi ve şiddeti ölçülebildi. Böylece Güneşin birkaç gauss şiddetinde genel bir manyetik alan olduğu anlaşıldı. Babcock'tan sonra 1959 yılında R.B. Leighton daha kullanışlı ve daha verimli bir magnetograf geliştirdi. Babcock'un magnetografı ile elde edilen manyetogramlarda Güneş yüzeyinde manyetik alan şiddetleri, fotoelektrik olarak ortaya konan ölçümlerle verilebilmekteydi. Leighton'ın geliştirdiğinde ise manyetik alan bölgeleri, hangi kutupta olduğunu da gösterecek şekilde, bölge bölge ortaya konabilmektedir. Böylece bu manyetogramlarda hem leke bölgeleri, hem de leke bölgeleri dışında kalan 10 gauss şiddetine kadar olan manyetik alanlar ve bu alanlara ait kutuplaşmalar görülmektedir. Bir örneği Şekil 5-9'de verilen manyetogramda parlak bölgeler N, koyu renkli bölgeler S kutuplarını göstermektedir.



Şekil 5-9 Manyetogram.
Beyaz ve siyah bölgeler zıt
kutuplu manyetik bölgeleri
göstermektedir.

Manyetogramlar yardımı ile, lekeler dışında, Güneşin değişik manyetik yapılara sahip olduğu anlaşıldı. Bu yapılar aşağıdaki gibi özetlenebilir.

1) İki kutuplu manyetik bölgeler (BMR)(=Bipolar Magnetic Region)

10 gauss mertebesinde manyetik alan şiddetinde olan ve iki değişik kutupta bölgeden oluşur. Bölgenin birinden Güneş yüzeyine çıkan manyetik alan kuvvet çizgileri diğer bölgeden yine Güneşin iç kısımlarına girer. İki bölge arasında kuvvet çizgileri yüzeye paralel uzanır. Bir leke grubu oluşmadan önce, o bölgede BMR vardır ve leke grubu yok olduktan sonra da devam eder. Fakat leke grubunun oluşmadığı BMR'ler de vardır.

2) Kutuplarda manyetik alan

Güneşin yüksek helyografal enlem bölgeleri, yani kutup bölgeleri de şiddeti küçük (≈ 1 gauss mertebesinde) manyetik alana sahiptir. Kutup bölgelerinde manyetik alan tek kutuplu ve her iki kutup bölgesinde manyetik kutuplaşma bir birine tersdir. Örneğin kuzey kutup bölgesinde manyetik kutup N ise, güney kutup bölgesinde S'dir. Fakat bu kutuplaşma değişir. Değişim çevrimden çevrime, fakat çevrim başlangıcında değil, maksimum evresinde yinelenir. Çevrim başlangıcında kutup bölgelerinde yukardaki gibi bir kutuplaşma durumunun olduğu varsayıldığında, çevrimin maksimum veya maksimumu izleyen yıllarda kuzey kutup bölgesinde manyetik kutup S, güneyde ise N olur.

3) Uzatılmış çevrime ait bipolar bölgeler

1953 yılında, 18 çevrim henüz minimum evresine erişmeden, lekelerin ortalama helyografal enlemi $+ 15^\circ$ değerinde iken, Amerikalı bir astronom, kuzey yarım kürede 52° helyografal enlemde küçük bir leke gözledi. Bu leke hem konum, hem de zamanlama bakımından çok ilginçti. Çünkü, $\pm 40^\circ$ enlemlerden daha yüksek bölgelerde lekelerin görülmesi çok enderdir. Diğer taraftan yüksek enlemlerde yeni lekelerin oluşması için zaman oldukça erkendi. Bu

nedenle çok ilgi çekti ve leke bölgesi çok yönlü araştırılmaya başlandı. Önce bu tarihte elde edilmiş manyetogramlar incelendi ve lekenin bulunduğu yerin kuzey kutuplu olup, ön leke durumunda olduğu saptandı. Çünkü, çok daha zayıf olmakla beraber aksi kutuplu bir arka lekenin varlığı da saptandı. Halbuki 18. çevrim için kuzey yarım kürede, bipolar gruplarda kutup sıralaması S-N şeklindeydi. Böylece bir sonraki çevrime ait öncü bir grup beklenenden çok önce ve hiç beklenmeyen bir konumda kendini göstermiş oluyordu. Bu leke birkaç saat sonra kaybolmakla beraber bu konudaki çalışmalar sürdü. Bu çalışmalar sonucunda yüksek helyografal enlem bölgelerinde iki kutuplu manyetik bölgelerin oluştuğu ve bir iki gün süren bu bölgelerde kutuplaşma sırasının daima sürmekte olan çevrimin tersi olduğu anlaşıldı. Sürmekte olan çevrimin maksimum evresinde, bu bölgeler de maksimuma erişirler. Böylece yeni leke çevrimlerinin aktivite olarak çok daha önceden başladığı ve bir önceki ile çakıştığı sürenin Maunder diyagramının gösterdiğinden daha uzun olduğu anlaşıldı.

4) Küçük fakat şiddeti büyük manyetik alanlar (Manyetik akı tüpleri veya kısaca akı tüpleri)

1960'lı yıllardan beri elde edilen manyetogramlar, ortalama olarak fotosferde birkaç yüz bin km'lik manyetik yapı değişikliklerini ortaya koyma gücündedir. Bu değerin ayrıntılı yapı için yeterli olmadığı açıktır. Daha ayrıntılı yapı elde etmek için, bazı astronomlar sakin fotosferin olabildiğince küçük, çok küçük bölgelerinden gelen ışığı analiz etmeye başladılar. Bu çalışmalar sonucunda böyle bölgelerden elde edilen spektrumun iki bileşenden oluştuğu fark edildi. Işığın büyük bölümü zayıf manyetik alan etkisi gösterirken, küçük bir yüzdesi (% 1) en az birkaç yüz gauss şiddetinde kuvvetli bir manyetik alan etkisi göstermekteydi.

Leke bölgeleri dışında, Güneş yüzeyine dik doğrultudaki bu kuvvetli manyetik alanlara "manyetik akı tüpü" veya kısaca "akı tüpü" denilmektedir. Akı tüplerinin saptanması ve ayrıntılı in-

celenmesi çok zordur. Yine de, 1970'li yıllarda ayırma gücü birkaç kat daha güçlendirilmiş teleskoplarla manyetogramlar elde edilmeye ve incelenmeye başlanmıştır. Bunların incelenmesinden tüp çaplarının 100 km, manyetik alan şiddetinin de 1000-1500 gauss mertebesinde olduğu tahmin edilmektedir.

Akı tüpleri, lekelerin aksine, Güneş yüzeyinde yörelerine göre daha parlak bölgeler olarak gözlenir. Nedeni tüp çapının küçük olmasındandır. Çünkü, tüpe doğru bakıldığında, ayırma gücünün yetersizliğinden, tüp içi ve kenarları ayrı ayrı görülmez; bir bütün olarak görülür. Diğer taraftan tüp kesiti yüzeye göre fotosferin daha derininde kaldığından, kenarlar da yüzeye göre daha sıcak, dolayısı ile daha parlak olduğundan manyetik akı tüpleri parlak görünür.

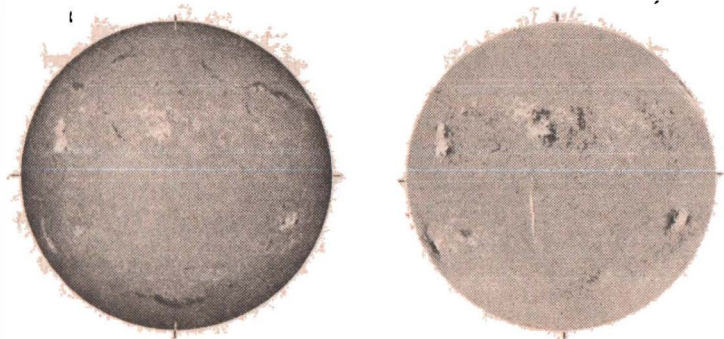
Meşale Alanları

Kuvveli Fraunhofer çizgileri ile elde edilen monokromatik görüntüler lekegruplarının, lekegruplarından daha büyük bölgeye yayılmış, parlak alanlar içinde bulunduğunu gösterir. (Bkz.: Şekil 4-11) Bu parlak alanlara "meşale alanları" (İngilizcede Facula) denir. Her lekegrubu daima bir meşale alanı ile kuşatılmıştır. Bununla beraber lekegrubu içermeyen meşale alanları da vardır. Fakat bunların büyük çoğunluğu yine lekegrupları ile ilişkilidir. Şöyle ki, bu alan üzerinde ya lekegrubu henüz oluşmamış fakat bir süre sonra oluşacaktır, ya da bu alan üzerindeki lekegrubu kaybolmuştur. Fakat meşale alanı varlığını sürdürüyordur. Yani, lekegrupları ile ilişkili bu alanların ömürleri lekegruplarınınkinden uzundur; hem lekegruplarından önce oluşur, hem de daha sonra kaybolurlar. Bunların yanı sıra hiç lekegrubu içermeyenler de vardır.

Özellikle CaII'nin K ve hidrojenin H α çizgisi ile elde edilen monokromatik görüntülerde çok belirgin olan meşaleler beyaz ışıktaki fotosferde de gözlenir. Fakat fotosferde ancak görünen diskin kenar bölgelerinde görünürler. Doğal olarak bu olgu, fotosferde meşale alanları sadece kenarlarda bulunurlar anlamına gelmez. Fo-

tosferde de, kromosferde olduğu gibi, lekegruplarının olduğu tüm bölgelerde ve lekesiz tüm kromosferik meşale alanlarının iz-düşümleri olan bölgelerde meşale alanı vardır. Fakat sadece kenarda olanlar gözlenebilir. Nedeni -kenar kararması- ile ilişkilidir. Çünkü meşale alanlarının sıcaklığı ve fotosfer sıcaklığı farkı 100°K kadardır. Bu sıcaklık farkından ileri gelen parlaklık oranı çok küçüktür. Fakat kenar kararması nedeni ile $I_{\lambda}(r/R)/I_{\lambda}(0)$ değeri, kenar bölgelerde büyük bir düşme gösterdiğinden, bu bölgelerde oluşan kontrastla meşaleler gözlenebilir.

Diğer taraftan kenar kararması olayına göre, kenar bölgelerin beyaz ışınımı, merkez bölgeye göre, fotosferin daha üst bölgelerinden gelen ışınım olduğundan, meşale alanlarının da fotosferin üst bölgelerinde oluşan sıcak bölgeler olduğu ortaya çıkar. Güneş görüntü merkezi yöresindeki bölgelerin ışınımında daha derin, dolayısı ile daha sıcak fotosferin ışınımı ağırlıklı olduğundan meşalelerin bu bölgelerde gözlenmemelerinin nedeni kolayca anlaşılır. Sonuç olarak kromosferde gözlenen meşalelerin fotosferdekilerin uzantısı olduğu anlaşılmaktadır. Hem fotosferik hem de kromosferik meşaleler benekler veya ince uzantılar şeklinde ince yapı gösterir. Ortalama 5000 km çapındaki beneklerin veya uzantıların şekilleri ve parlaklıkları değişmekle beraber, toplam meşale alanı şeklini korur.



Şekil 5-10 Aynı güne ait bir $H\alpha$ görüntüsü ve manyetogram. Meşale alanları ile manyetik alanlar çakışmaktadır.

Yeterli ayırma gücüne sahip monokromatik görüntü fotoğrafları manyetogramlarla karşılaştırıldığında, meşale alanlarının manyetik alan bölgeleri ile çakıştığı görülür. Şekil 5-10. İki kutuplu manyetik bölgelerde, eğer alan şiddeti 2 gaussdan büyükse mutlaka o bölgede parlak meşale alanı vardır. Alan şiddeti 1000 gaussa kadar olan manyetik akı tüpleri de parlak meşale alanları ile çakışır. Leke gruplarını içine alan meşale alanlarının da manyetik alanla çakıştığı bilindiğinden, Güneşin manyetik yapısı ile meşale alanlarının özdeş olduğu söylenebilir.

Aktivite Bölgeleri (AB)

Yukarda anlatılanlardan, manyetik bölgelerin, meşale alanlarının ve lekegruplarının birbirleri ile ilişkili olduğu görülmektedir. Fotosferde bir lekegrubunun öncüsü olan küçük bir umbra görülmeden önce o bölgede parlak meşale alanı oluşur. Meşale alanlarının bulunduğu bölgeler ise manyetik bölgeler ile çakışır. Bu nedenle bir lekegrubu oluşmadan çok önce o bölgede bir manyetik alanın var olduğu, meşale alanının ve daha sonra da lekegrubunun bu alanın etkisi ile oluştuğu anlaşılmaktadır. Meşale alanları varlıklarını kromosferde de göstermekte ve bu bölgeler üzerinde, ilerde ayrıntılı olarak anlatılacak olan başka kromosferik olaylar, örneğin parlamalar, filamentler vb. olaylar meydana gelmektedir. Böyle bir bölge Güneş kenarına geldiğinde, bu bölge üzerine rastlayan korona bölgesinde hem beyaz ışığın, hem de bazı koronal çizgilerin şiddetlerinin arttığı gözlenir. Kısaca, Güneşin aktif olayları belli bir bölgede ve bu bölge üzerine rastlayan değişik tabakalarda birbirleri ile ilişkili olarak gelişir. Bu bölgelere AB adı verilir.

Bir aktivite bölgesinin gelişimi aşağıdaki gibi özetlenebilir: Manyetogramda 20-25 gauss şiddetinde bir manyetik alan belirlendiğinde o bölgede CaII'nin K ve hidrojenin H α çizgisi ile elde edilen görünülerde küçük, parlak meşale alanları da görülür.

Yaklaşık birgün sonra o bölgede ufak bir leke belirir. Bir hafta içinde lekegrubu gelişirken meşale alanı da büyümesini sürdürür. Genellikle bu evrede kromosferde parlama ve aktif filamentler sık görülür. Lekegrubu genellikle bir veya iki Güneş dönmesi içinde kaybolmakla beraber, çok büyümüş olan meşale alanı ve sakin filamentlerle aktivite bölgesi daha iki-üç dönme süresi boyunca varlığını sürdürür.

Mamafih her aktivite bölgesi daima bu gelişimi izlemez. Bazen sadece manyetik alanın ardından meşale alanı görülür ve lekegrubu oluşmadan bir süre sonra zayıflayıp kaybolur.

Parlamalar

Kromosferin en ilgi çekici aktif olayları parlamalardır. Kromosfer spektrohelyoskop veya filtre ile hidrojenin $H\alpha$ spektral çizgisi olarak bilinen 6563 Å dalga boyulu ışınlama gözlenirken, bir aktivite bölgesine ait parlak meşale alanının küçük ya da büyük bir kısmının parlaklığının birdenbire artmasına "parlama" (İngilizcesi: flare) denir. Zaten parlak olan bir bölgenin çok, çok parlak olması gün ışığında şimşek çakması gibi bir etki oluşturur. Genellikle parlaklık bir süre artar; belli bir değerden sonra yavaş yavaş azalır. Maksimum parlaklığa erişmek için geçen süre, maksimumdan itibaren parlaklığın kaybolmasına kadar geçen süreden kısadır. Parlayan bölgenin alanı ve parlama derecesi ne kadar büyükse, parlamamanın süresi de o kadar uzundur.

Günümüze kadar beyaz ışıktaki birkaç parlama gözlenmiş olmakla beraber, genel anlamda parlamalar fotosferde etkili değildir. Çünkü, görsel ışınım bölgesinde, sadece birkaç spektral çizginin şiddetindeki olağanüstü artma sonucu oluşurlar. Bu çizgiler de genellikle kromosferin yüksek bölgelerinde oluşan çizgilerdir. Ca II'nin H ve K, hidrojenin $H\alpha$, $H\beta$ vb. çizgiler. Fakat Ca II'nin H ve K çizgileri hem görsel ışınım bölgesinin kısa dalga boyu sınırına çok yakın çizgilerdir, hem de parlamadan $H\alpha$ ya göre az et-

kilenirler. En fazla etkilenen hidrojenin $H\alpha$ çizgisi olduğundan parlamalar hakkındaki bilgiler $H\alpha$ gözlemlerinden elde edilmiştir.

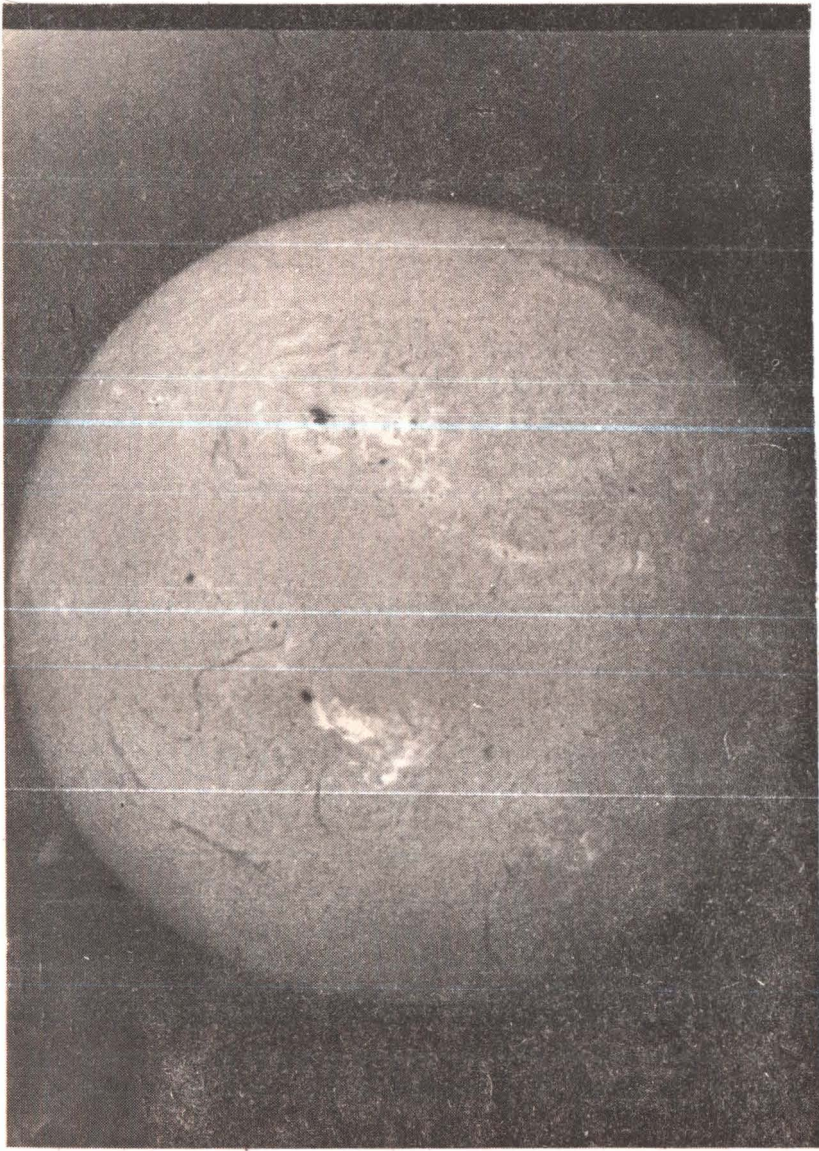
Genellikle leke grubu içeren AB'de, parlamalar az rastlanan olaylar değildir. Büyük bir leke grubu içeren AB'de bir günde küçük ve büyük birçok parlama olabilir. Hattâ bazılarında küçük parlama sayısı birkaç düzineye bile varabilir. Leke grubunu yitirmiş bir AB'de az sayıda parlama olabildiği gibi, çok ender olarak hiç leke grubu içermeyenlerde de olabilir. Büyük parlamalar leke grubunun gelişme evresinde veya manyetik sınıfı γ olan, manyetik olarak karışık yapıdaki büyük leke gruplarında oluşur.

Sınıflandırılmalar

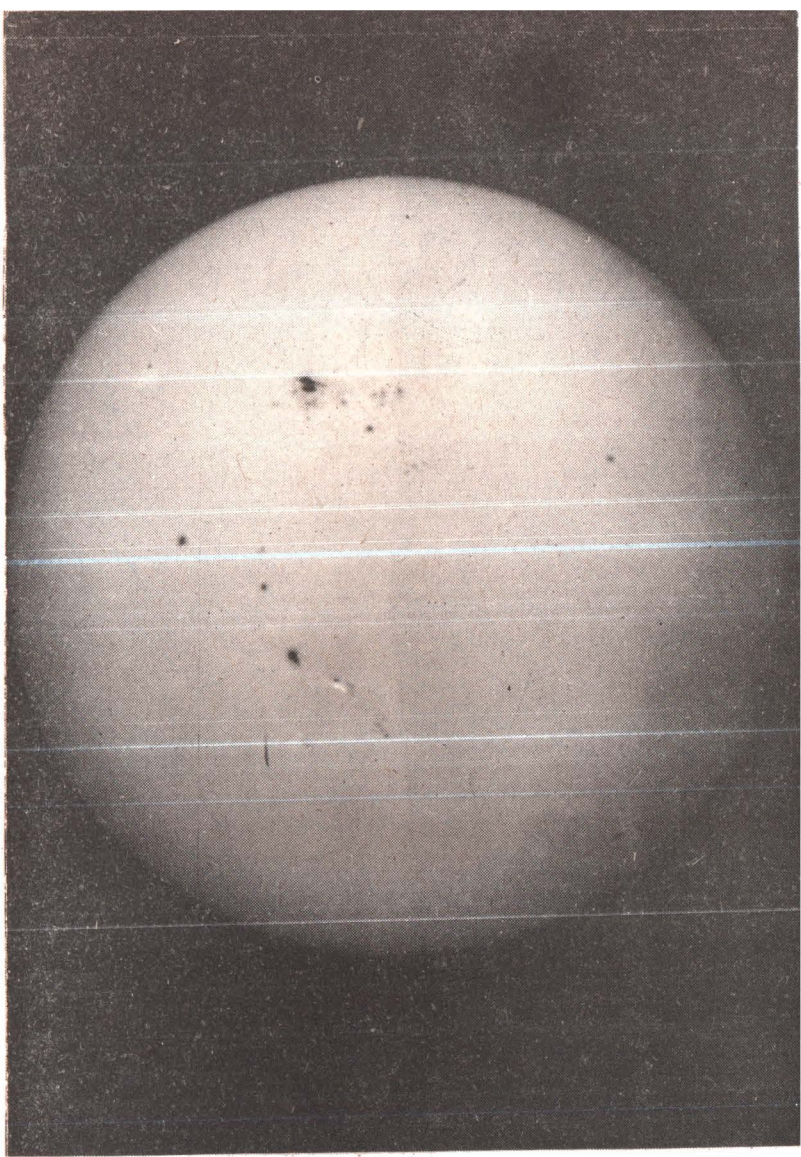
Bir geçici parlaklık artmasının parlama olarak kabul edilmesi için kapladığı alanın $3 \times 10^8 \text{ km}^2$ (Güneş yüzeyi üzerinde bir derece kare = $1.476 \times 10^8 \text{ km}^2$ dir.) veya daha büyük olması gerekir. Eğer bu büyüklükten küçükse, bunlar küçük parlamalar (subflare) anlamına gelen "S" harfi ile gösterilir. Bunların dışındaki parlamalar, $H\alpha$ ışınımındaki görünümünün büyüklüklerine göre, 1, 2, 3 ve 3^+ ile gösterilen 4 sınıfa ayrılır. Bu sınıflamada kriter maksimum parlaklıklarına eriştikleri zaman kapladıkları alanın büyüklüğüdür. Sınıflamaya ait büyüklükler (Güneş yarım küresinin milyonda biri ve derece kare birimlerine göre) ve diğer özellikler Çizelge 5-1'de verilmektedir.

Çizelge 5-1. Parlama sınıflandırılmasına ait özellikler

Sınıf	Alan		Süre (Dakika)	Rölatif Bolluk (0/0)
	Güneş yarı küre yüzeyinin 10^{-6} katı	(derece kare)		
1	100-250	2.06-5.15	20	72
2	250-600	5.15-12.40	30	25
3	600-1200	12.40-24.70	60	3
3+	>1200	>24.70	180	-



Şekil 5-11 (a) Büyük bir parlama içeren H α görüntüsü,



(b) aynı parlama sürerken $H\alpha + I_A^\circ$ dalga boyunda çekilmiş görüntü. Fotoğraflar İ.Ü. Gözlemevi'nde 16 Haziran 1989 tarihinde T. Özışık tarafından çekilmiştir.

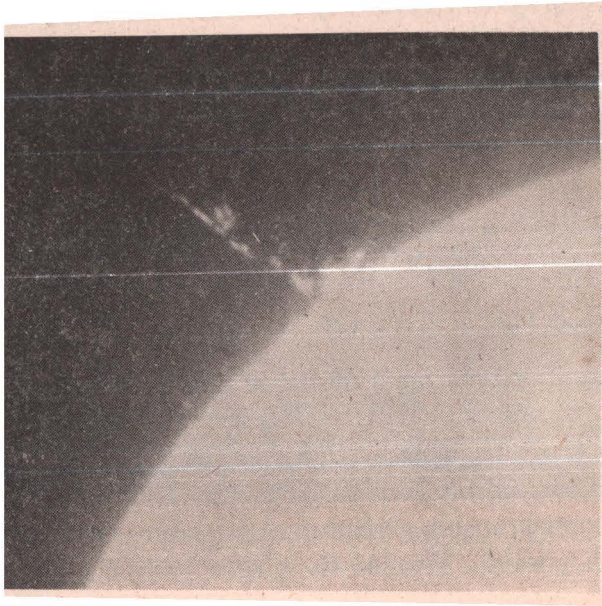
Büyükliklerle ilgili bu sınıflamaya maksimum parlaklık derecesi de eklenerek sınıflama daha kapsamlı ve açık bir şekle konur. Parlaklıkla ilgili özellikler sönük, normal ve parlak sözcüklerini ifade edecek şekilde sırası ile f (faint), n (normal), b (bright) harfleri ile gösterilir. Bu iki özelliği içerecek şekildeki bir sınıflamada 1f önemsiz bir parlamayı gösterirken, 3⁺b çok önemli bir parlama demektir. Şekil 5-11 büyük bir parlama içeren Güneş görüntüsünü (a) da H α ışınımında, (b) de ise H α + 1A° dalga boyunda çekilmiş fotoğraflarla göstermektedir. Fotoğraflar İstanbul Üniversitesi Gözlemevinde 16 Haziran 1989 tarihinde T. Özışık tarafından çekilmiştir.

'Bir diğer önemli parlama örneği "iki-şerit" (two-ribbon) parlaması adını alır. H α görüntüsü üzerinde çok parlak iki uzun şerit şeklinde uzanan bu tür parlamalar genellikle bir lekegrubunun üzerinde oluşur ve lekegrubunun değişik manyetik kutup bölgelerini birbirinden ayıran boylamsal çizgi boyunca uzanır. Mamafih lekесiz bir AB'de de oluşabilir. Fakat böyle durumlarda o bölgede birden kaybolan bir filamentin ardından ve şeritler kaybolan filamentin iki yanında ve filament boyunca uzanacak şekildedir. Genellikle şeritler bir veya iki dakika içinde parlar. Bu evreye "flaş" evresi adı verilir. Fakat maksimum alana yaklaşık 10 dakika sonra erişir. Maksimum evreden sonra birkaç saat daha varlığını sürdürür.

Parlamalarla ilgili Madde Çıkışları

Özellikle bazı büyük parlama olaylarında, kromosferden parlak sıcak bir madde kütesinin fırlatıldığını gösteren gözlemsel bulgular vardır. Parlama Güneş diski üzerinde meydana geldiğinde, bunun gözlemsel olarak saptanması oldukça güçtür. Çünkü, spektroheliyogram veya monokromatik görüntüsü olayın kromosfer üzerindeki izdüşümünü gösterir. Yine de H α çizgisi profilinin kısa

dalga tarafında simetrisinin bozulması böyle bir olayın varlığını işaretle eder. Ya da filtrenin geçirgenlik aralığı uygun bir miktar kısa dalga boyu tarafına kaydırıldığında parlama şiddetinin artması veya, geçirgenlik aralığı çizgi merkezinde iken görülmeyen, koyu renkli bulutumsu bir yapının görülmesi ancak madde çıkışı ile açıklanabilir. Eğer parlama Güneş yüzeyinde fakat kenara yeterince yakın ise, “*surge*” adı verilen madde çıkışı olayları doğrudan gözlenebilir. Çünkü, surge ince uzun fışkırma şeklinde olup, Güneş yüzeyine dik veya dike yakın bir açı ile fırlatılabilir. Böyle bir madde hareketinde, hareket hızının görüş doğrultusundaki bileşeni çok küçük olduğundan Doppler olayından etkilenmez veya çok az etkilenir; bu nedenle $H\alpha$ ışınımında kayma olmayacağından rahatlıkla gözlenir veya fotoğraflarda görülür. (Bkz.: Şekil 5-12) .



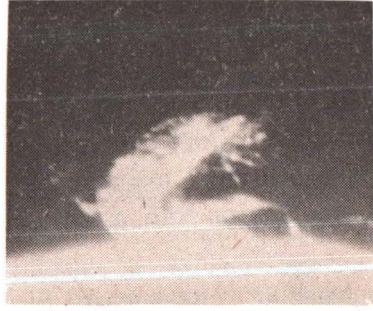
Şekil 5-12 $H\alpha$ ışınımında bir madde çıkışı. Fotoğraf T. Özışık tarafından çekilmiştir.

Madde çıkışları en açık, en etkili bir şekilde kenarda oluşan parlamalarda gözlenir. Ancak belirtilmelidir ki, kenarda bir parlamayı saptayıp, gözlemek oldukça zordur. Çünkü, kromosfer kenarda belli bir yüksekliği kadar opaktır; yani geçirgen değildir. Diğer taraftan parlamanın Güneş yüzeyine paralel genişlemesi, Güneş diskindeki aksine, kenarda Doppler kaymasına neden olacağından $H\alpha$ merkezine göre ayarlanmış geçirgenlik-bandı ile yakalanamazlar. Fakat parlamaya madde çıkışı olayı eşlik ediyor ya da izliyorsa, bu kenarda rahatlıkla gözlenir. Gözlenen çok sayıda olayın incelenmesi sonucu, parlamalarla ilgili madde çıkışı olayları, ayrıntıya girmeden, en genel özelliklerine göre, aşağıdaki gibi özetlenebilir:

1) En sık rastlanan olay şöyle tanımlanabilir: kenarda parlak bir noktanın belirmesi ile başlar. Kısa zaman içinde nokta çok parlak bir tepecik şeklini alır. Boyutunu ve parlaklığını sürekli değiştiren bu tepecikten kısa fışkırmalar yükselir veya küçük gaz kütleleri kopar ve yükselir. Fışkırmaların ve kopan maddenin kaybolmasının ardından parlak tepecik de küçük bir koni şeklini alıp, kaybolur. (bkz: şekil 5-13)

2) İlmik (loop)-şekilli madde çıkışları. Genellikle büyük, parlak parlamaların ardından oluşur. Yükselen madde kromosfer üzerinde sabit iki nokta arasında bir ilmik şekli meydana getirir. Ayak adı verilen bu sabit noktalar değişmemekle beraber ilmik sürekli yükselir. Yükselirken şekli ve parlaklığı değişir. Bazen ilmik parçalanır; sabit ayaklar üzerinde duran birkaç ilmik şekline dönüşür. Gelişim süresince iki ayak arasında ilmikler boyunca madde akımının varlığı sezilir. Şekil 5-14 18 Haziran 1989 günü İstanbul Üniversitesi Gözlemevinde gözlenen ilmik şekilli madde çıkışına ait $H\alpha$ ışınımında 4 görüntü sergilemektedir. Fotoğraflar H.Esenoğlu tarafından çekilmiştir.

(a)



(b)



(c)



(d)

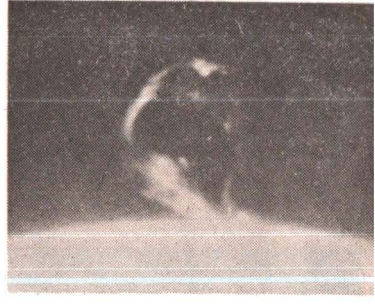


Şekil 5-13 24 Ağustos 1992 tarihinde saptanan bir madde çıkışı. Fotoğraflar İ.Ü. Gözlemevinde M. Başal ve H. Çalışkan tarafından genel zamanla (GZ) (a) 09^{33} , (b) 09^{49} , (c) 10^{05} , (d) 10^{23} 'de çekilmiştir.

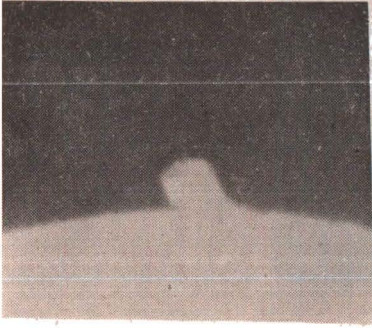
(a)



(b)



(c)



(d)



Şekil 5-14 İlmik şekilli madde çıkışı. 18 Haziran 1989 tarihinde İ.Ü. Gözlemevinde H. Esenoğlu tarafından saptanmıştır. Fotoğraflar (GZ) olarak (a) 08⁴³, (b) 08⁴⁷, (c) 08⁵⁰, (d) 08⁵² de çekilmiştir.

3) Surge adı verilen madde çıkışları, 50 ile 150 km/sn hızlarla güneş yüzeyinden belli bir doğrultu boyunca meydana gelen madde fışkırmaları olup, 10000 ile 50000 km yüksekliğe kadar erişebilirler. Yüksekliklerine göre genişlikleri oldukça dar olan bu fışkırmalarda madde yükseldiği doğrultu boyunca yeniden kromosfere döner. Düşme hızı genellikle yükselme hızından daha küçüktür. Şekil 5-15 22 Mayıs 1989'da İ.Ü. Gözlemevi'nden gözlenen bir surge olayına ait görüntüyü göstermektedir. Fotoğraf H. Çakmak tarafından H α ışınımında çekilmiştir.



**Şekil 5-15 İlginç
bir surge olayı.
İ.Ü. Gözlemevinde
H. Çakmak
tarafından
saptanmıştır**

4) Spray adı verilen olay, parlama maddesinin çok yüksek hızlarla püskürtülmesidir. Gaz kütlesi surge'lara göre daha büyük hızlarla, örneğin 500 ile 700 km/sn hızlarla fırlatılır. Yine surge'ların aksine fırlatılan maddenin belirli bir şekli yoktur. Birkaç saniye içinde madde 50000 km yüksekliğe erişebilir. Bazı olaylarda yükseklik 250000 km'ye varabilmiştir. Spray olaylarında yükselen maddenin parlaklığı parlamanıniki ile eş değerdedir. Yükselen madde parçalanıp, zayıflayarak yok olduğu gibi, bazen de parçalardan bazıları kromosfere düşebilir.

Parlama Spektrumu

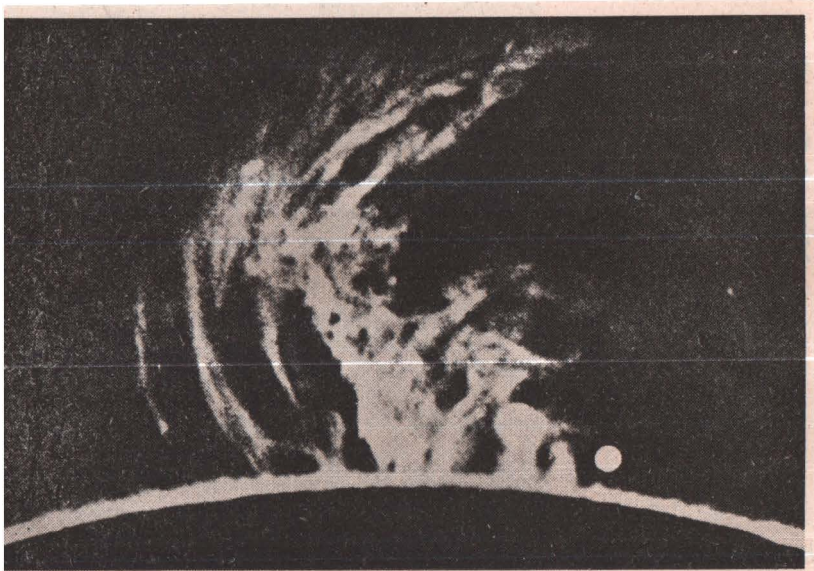
Büyük bir parlamanın spektrumu hemen hemen tüm elektromanyetik ışınımı kapsar. Optik bölgede üst kromosfere ait emisyon çizgilerinin kuvvetlenmesi olarak kendini belli eder. Bunların içinde en önemli olanları CaII 'nin H ve K çizgileri ile hidrojenin $\text{H}\alpha$ çizgisidir. Roketler ve uzay istasyonları yardımı ile atmosferin yüksek bölgelerinden yapılan gözlemler uzak mor ötesi (UMÖ) ve X-ışınımı bölgelerinde de çok sayıda emisyon çizgisinin şiddetlendiğini göstermiştir. Bu konuda ayrıntılı bilgi 7. bölümde verilecektir.

Filamentler ve Prominanslar

Güneşin bir $\text{H}\alpha$ -görüntüsüne bakıldığında disk üzerinde, yüzeye göre daha koyu renkte, ince uzun, yüzeye rastgele atılmış izlenimini veren halat şeklinde görüntüler gözlenir. (Şekil 5-11). Bunlara "*filament*" denir. Aynı görüntüler üzerinde, bu kez kenarda çok ilgi çekici, değişik yapılı, parlak oluşumlar da gözlenebilir. Bunlara da "*prominans*" denir.

Görünümleri birbirinden farklı olan bu iki olay gerçekte aynıdır. Her ikisi de iç korona bölgesinde madde yoğunlaşmasının or-

taya koyduğu olaylardır. Bir anlamda, iç korona bölgesindeki bulutlar olarak da tarif edilebilirler. Güneş yüzeyinden 50000-60000 km yüksekliklerde oluşan bu bulutlar, Güneş yüzeyine bakıldığında, diskin üzerine izdüşürülmüş olarak görüldüklerinde, kromosferden daha az parlak olduklarından, filament olarak koyu renkte, kenarda gözlemlendiklerinde arkalarında parlak bir fon olmadığından, prominans olarak parlak görünürler. Özellikle prominansların Güneş kenarında çok değişik şekilli, (örneğin, kocaman bir ağaç, bir dağ, herhangi bir bitki, bir köprü vb.) kırmızı renkli, parlak görüntüleri çok ilgi çekicidir.



Şekil 5-16 Kalsiyum ışınımında gözlenen bir prominans. Şekildaki daire aynı eşele göre yerkürenin büyüklüğünü temsil etmektedir.

Filamentlerin spektroskopik incelenmesinden, spektromlarının kromosfer spektrumuna benzediği fakat sıcaklığının 7000°K olduğu saptanmıştır ki, bu sıcaklık filamentin bulunduğu yükseklikteki bölgenin sıcaklığından düşüktür. Bu sonuç da, kromosferden daha az parlak olup, disk üzerinde koyu renkte görülmesinin nedenini açıklar.

Filament ve prominanslar Güneş aktivitesine ait ve aktivitenin lekeler, meşale alanları gibi uzun ömürlü olan olaylarından. Bu nedenle gelişimleri izlenebilir. Fakat bu ancak filament olarak mümkündür. Çünkü, Güneşin dönmesi nedeni ile batı kenarındaki bir prominans bir süre sonra Güneşin görünmeyen yüzüne geçtiği için, doğu kenarındaki ise filament durumunda gözleendiğinden, prominans olarak uzun süre gözlenemezler.

Filamentler oluşum ve gelişim bakımından 2 sınıfa ayrılır:

1-Aktif filamentler,

2- Sakin filamentler.

Aktif Filamentler

Aktif filamentler bir AB içinde, genellikle de gelişmekte olan bir leke grubu yakınında yay şeklinde oluşumlardır. Kaliteli bir H α -görüntüsü üzerinde AB'nin girdap yapısına paralel uzanım gösterdikleri görülebilir. Birkaç saat ile birkaç gün arasındaki süreler içinde varlıklarını sürdürüp, birden kaybolurlar. Bazen aynı yerde yeniden meydana gelirler. Bu şekildeki aktif filamentleri prominans olarak gözlemek mümkün değildir. Çünkü yükseklikleri yeterli olmadığından kenarda gözlenemezler.

Bunların dışında sakin filamentler de bazen birdenbire hızlı bir şekilde değişim gösterip, birdenbire yok olabilirler ki, buna da aktif filament denir. Diğerlerinin aksine, böyle bir olay prominans durumunda oluşursa çok daha iyi bir şekilde izlenir ve incelenir. Çünkü hem Güneş yüzeyine yatay hareketler, hem de dik hareketler gözlenebilir. Halbuki filament durumunda, gözlem mo-

nokromatik olarak yapıldığından, görüş doğrultusuna dik hareket Doppler olayına neden olduğundan, Güneş yüzeyine dik hareket gözlenemez. Sadece filament birdenbire yok olur, Şekil 5-17 aktif prominans olayına örnek olarak gösterilebilir.



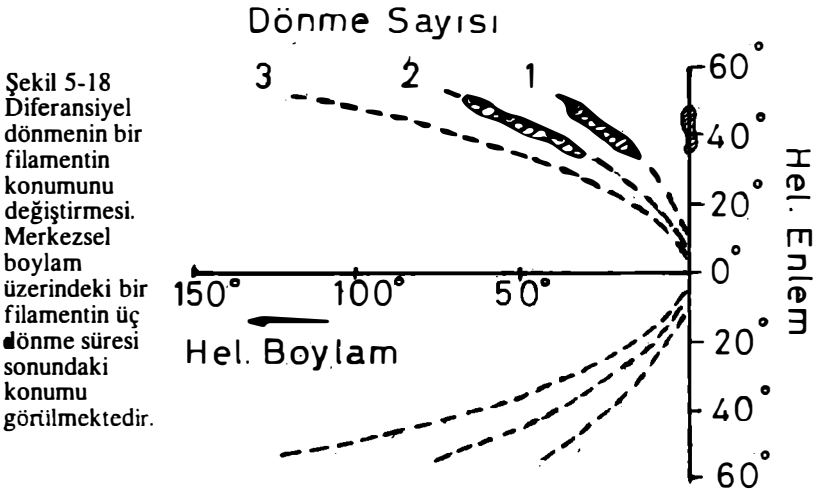
Şekil 5-17 Aktif prominans olayına benzer bir olay. Fotoğraf I.Ü. Gözlemevinde T. Özışık tarafından çekilmiştir.

Bazı astoromlar bir önceki paragrafta anlatılan ilmiş şekilli madde çıkıklarını ve sprayları da aktif prominans olarak nitelendirmektedirler.

Sakin Filamentler

AB'nin geç evrelerine doğru, yani birçok aktif filament oluşup kaybolduktan ve lekegrubu küçülmeye başladıktan sonra oluşan filamentler genellikle sakın ve uzun yaşayan filamentlerdir. Bunlar her iki yarım kürede de AB'sine göre kutup tarafında ve başlangıçta ekvatora dik doğrultuda oluşurlar. Kutup tarafı uçlarından büyümelerini sürdürerek genellikle birkaç haftalık bir süre içinde gelişimlerini tamamlarlar ve boyutları ortalama olarak 8000 km genişliğe, 50000 km yüksekliğe ve birkaç yüzbin km (Bazı durumlarda bir milyon km.) uzunluğa erişir.

Üç ila altı Güneş dolanım süresi varlığını sürdüren filamentler, diferansiyel dönme nedeni ile gittikçe doğrultularını değiştirirler. Kutup tarafındaki uçları ile ekvator tarafındakiler arasında büyük bir enlem farkı olduğundan diferansiyel dönme etkisini en açık bir şekilde ortaya koyarlar. Kutup tarafındaki uçları, diğerine göre, gittikçe doğuda kaldığından, gittikçe ekvatora yatay konuma yaklaşırlar. Bunun iyi anlaşılması için Şekil 5-18'de Güneş'in bir merkezi boylamının, diferansiyel dönme nedeni ile, birbirini izleyen 3 dönme sonucu aldığı durum gösterilmektedir.



Bu gelişim özelliği nedeni ile sakin filamentler Güneş yüzeyinde iki kuşak içinde bulunurlar. Birincisi leke aktivitesinin sürdüğü bölge, ikincisi ise ortalama $\pm 60^\circ$ olan bölgedir. İkinci bölgedeki filamentler hemen hemen ekvatora paralel olup, ekvatorun her iki tarafında kutuplara yakın birer taç gibi görünürler.

Ayrıca belirtmelidir ki, sakin filamentlerde de, plazma hareketleri vardır. Belli zaman aralıkları ile çekilmiş fotoğraflar sinema filmi gibi gösterildiğinde, yapısındaki yoğun madde bölgelerinin ortalama 5 km/sn hızlarla hareket ettiği saptanmaktadır. Daha çok filamentlerin üst bölgelerinde belirgin olan bu hareketlerin hızları, aktif filamentlerinkilerle karşılaştırıldıklarında çok küçüktür.

VI

GÜNEŞ MANYETİZMASI

Bölüm 5'de görüldüğü gibi, Güneş değişik yapıda manyetik alanlara sahiptir. Güneş lekelerinin birkaç bin gauss şiddetinde kuvvetli bir manyetik alana sahip olduğu Zeeman olayı ile ortaya konduktan sonra, lekeler dışındaki fotosferin de manyetik alana sahip olduğu Babcock tarafından manyetografin yapılması ile anlaşılmıştır. Daha sonra manyetograf geliştirilmiş ve tüm Güneş diskinin günlük manyetik haritasını gösteren manyetogramların kolayca elde edilmesi mümkün olmuştur. Bu manyetogramların incelenmesi ile de tüm Güneş yüzeyinde farklı bir yapıda manyetik alanların var olduğu açık bir şekilde ortaya konmuştur.

Güneş manyetizmasının anlaşılabilmesi için, aşağıda, Güneş maddesinin fiziksel özelliği ve manyetik alan özellikleri kısaca anlatılacak.

Genellikle madde, fiziksel özellikleri bakımından, katı, sıvı ve gaz olmak üzere üç sınıfta incelenegelir. Bu sınıflardaki madde üzerinde çekim kuvveti etkili olup, hareketi mekanik ile belirlenir. Fakat uzayda çekim etkisinin yanı sıra başka etkilerin çok daha kuvvetli olduğu bir başka madde yapısı daha vardır ki, bu maddeye "*plazma*" adı verilir. Plazma serbest hareket eden iyonlar ve elektronlardan oluşmuş maddedir. Diğer taraftan yıldızların sahip olduğu yüksek sıcaklıktaki ortamda atomların büyük yüzdesi iyon-

laşmıştır. Böylece madde hareket halinde pozitif iyonlar ve negatif elektronlardan oluşur; yani ortam bir plazma ortamıdır.

Bir plazma ortamı iletken bir ortamdır; elektrik akımını iletir. Hemen belirtilmelidir ki, bir gaz ortamının plazma olması için mutlaka yıldız sıcaklığında olması gerekmez. Birçok durumda çok daha düşük sıcaklıklar plazma oluşması için yeterlidir. Örneğin bir gaz alevi de plazmadır.

Plazma ortamının elektrik akımını geçiren bir iletken özelliği taşıması önemlidir. Çünkü, içinden akım geçen bir iletken ve manyetik alan arasında karşılıklı etkileşmeler olduğu bilinmektedir. Bunun sonucu olarak plazmanın, alışılmış diğer madde çeşitlerine göre, birçok farklı özelliklere sahip olması gerekir. Bu özellikleri iyi anlamak için, ayrıntıları fizik kitaplarında kolayca bulunabilecek, manyetik alan özellikleri hatırlanmalıdır.

Manyetik Alan

Üzerine demir tozu serpilmiş bir cam levha bir çubuk mıknatısa paralel olarak tutulup, hafifçe sallanırsa, demir tozlarının çubuğun bir ucundan diğer ucuna doğru, sanki bir uçtan çıkıp diğerinden çubuğun içine giriyorlarmış gibi, yollar oluşturduğu görülür. Yolların yoğunluğu çubuktan uzaklaştıkça azalır; çubuğun iki ucunda ise en yoğundur. Çubuğun iki ucu, yolların çıktığı uç kuzey (N), girdiği uç güney (S) olmak üzere manyetik kutupları, demir tozlarının yolları manyetik alanın kuvvet çizgilerini gösterir. Çubuktan uzaklaştıkça kuvvet çizgileri yoğunluğunun azalması manyetik kuvvetin azalması anlamına gelir.

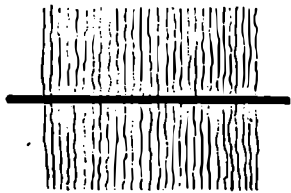
Eğer mıknatıs at nalı şeklinde ise kuvvet çizgileri nalın bir ucundan (N) çıkıp, diğerinden (S) girecek şekildedir ve uzaklaştıkça çizgiler seyrekleşir; yani yoğunluğu azalır fakat iki kol arasında yoğunluk değişmez.

Doğal olarak üzerine demir tozu serpilmiş levha olmasa, dolayısı ile yollar görülür şekilde ortaya konmamış olsa da, her mıknatıs kuvvet çizgilerine sahiptir. Bu, her mıknatısın “*manyetik kuvvet*” denilen bir kuvvete sahip olduğu anlamına gelir.

Elektrik Akımından Manyetik Alan Oluşması

Bir iletken, örneğin bir bakır elden elektrik akımı geçirildiğinde tel ısınır, belki parlar, hattâ eriyebilir. Bu etkilerin yanı sıra çevresinde bir manyetik alan oluşturur. Manyetik alan, içinden akım geçen iletkenin şekline bağlıdır. Eğer iletken doğrusal ise, örneğin düz bir bakır tel ise, kuvvet çizgileri bakır tele dik olur. Çünkü, üzerinde demir tozu olan cam levha içinden akım geçen tele paralel tutulup hafifçe sallanırsa, demir tozları tele dik konumda sıralanırlar. Fakat cam levhanın ortasında, telin geçeceği kadar bir delik açılıp, tel bu delikten geçirilip, levhaya dik konuma getirildikten sonra akım geçirilirse, demir tozları telin etrafında dairesel yörüngeler oluşturur; yani kuvvet çizgileri tele dik ve kapalı olur.

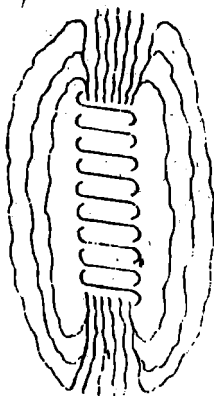
Eğer iletken tel bir bobin şeklinde sarılıp, içinden akım geçirilirse, manyetik alan şiddeti çok daha büyük olur ve kuvvet çizgileri bir çubuk mıknatısta olduğu gibidir. Eğer bobine bir at nalı şekli verilirse, bu kez at nalı şeklindeki mıknatıs özelliği açıkça görülür. Buradan şu sonuç çıkar: Manyetik alan ya bir mıknatıs tarafından, ya da elektrik akımından oluşturulur. Elektrik akımından oluşan manyetik alana “**elektromıknatıs**” denir.



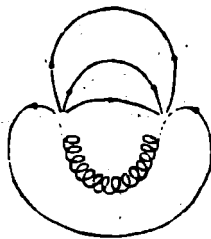
(a)



(b)



(c)



(d)

Şekil 6-1a. (a) Akım geçen iletken e paralel tutulan düzlemde kuvvet çizgileri akım yönüne dik.

b Akım geçen iletken e dik tutulan düzlemde kuvvet çizgileri dairesel

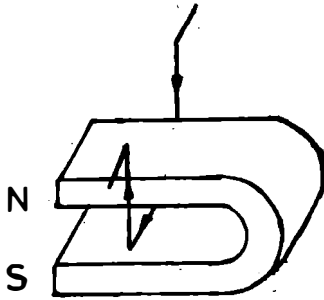
c Bobin şeklindeki iletken den geçen akımın ortaya koyduğu kuvvet çizgileri

d At nalı şeklindeki bobinin ortaya koyduğu kuvvet çizgileri

Manyetik Alandan Elektrik Akımı Oluşması

şekil 6-2'de gösterildiği gibi, bir mıknatısın iki kutbu arasına, kuvvet çizgilerine dik fakat hareket edebilir şekilde bir iletken yerleştirilip, bu iletkenden akım geçirilirse, iletkenin hareket ettiği görülür. Eğer akım şekilde gösterilen yönde ise, yani arkadan öne doğru ise, iletken sağa doğru hareket eder. Akım yönü değiştirilirse, yani  nden arkaya doğru olursa, hareket sola doğru olur. Fizikte sol el kuralı denilen bir kuralla bu hareket yönünün nasıl olacağı bilinir. Sol elin ilk üç parmağı birbirine dik olacak şekilde tutulup, orta parmak akım yönünde, işaret parmağı kuvvet çizgileri yönünde tutulduğunda, baş parmak hareket yönünü gösterir.

şekil 6-2 Manyetik alan içinde hareket eden bir iletkenden elektrik akımı geçer.



Yukardaki deney farklı bir şekilde uygulanarak, manyetik alan içinde hareket eden bir iletkenden akım geçtiği de saptanır. Deneyde ufak bir değişiklik yapılıp, iletkenin iki ucu arasına bir akımölçer bağlansın ve iletken içinden akım geçirilmeden kuvvet  iz-

gilerine dik yönde hareket ettirilsin. Bu hareket sağlandığında, iletkenin iki ucu arasına bağlanan akım ölçer iletkenin akım geçtiğini gösterir. Sonuç olarak bir manyetik alanın kuvvet çizgilerine dik doğrultuda hareket eden iletkenin akım geçer ve akımın yönü iletkenin ve kuvvet çizgilerinin doğrultusuna dik olur.

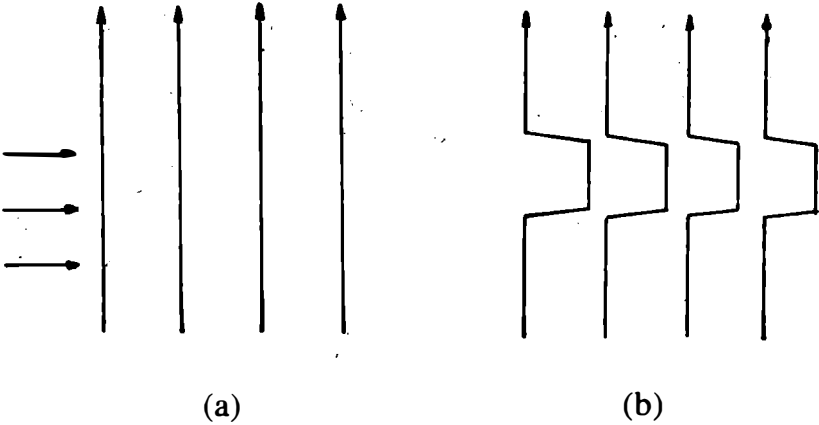
Elektriksel geçirgenliğe sahip Güneş plazmasında da yukarıda anlatılanlara benzer durumlar meydana gelir. Plazma manyetik alan içinde hareket ederken elektrik akımı oluşur. Benzer şekilde içinden elektrik akımı geçen plazmaya manyetik alan bir kuvvet uygular. Eğer buna karşı koyacak başka bir kuvvet yoksa plazma bu kuvvetle hareket eder. Fakat içinden akım geçen plazma da bir manyetik alan oluşturacağından, bundan, daha önce var olan manyetik alan etkilenir.

Bu karışık etkileşimler sonucu, hem hareketin nasıl olacağını, hem de manyetik alanın nasıl değişeceğini ortaya koymak oldukça karışık görünmektedir.

Yine de Güneş yüzeyindeki, manyetik kuvvetlerden etkilendikleri açık bir şekilde belli olan olaylara, plazma ve manyetik alan arasındaki karşılıklı etkileşimler göz önünde tutularak, açıklık getirmek mümkündür. Fakat önce plazmanın çok iyi iletken olduğu varsayılmalıdır. İyi bir iletkenin direnci az olmalıdır. Her iletken bir direnç gösterir. Bu, elektronların iletken içinde tam olarak serbest hareket edememelerinden kaynaklanır. Çünkü, hareket ederken iyonlarla çarpışırlar ve hareketleri engellenir. Yani, iyonlar ve elektronlar arasında bir sürtüşme vardır. Kötü iletkenlerde sürtüşme büyük, direnç de büyüktür. İyi bir iletken ise, sürtüşme küçük, direnç de küçüktür. Plazmanın çok iyi bir iletken varsayılması, iyonlarla elektronlar arasındaki sürtüşmenin minimum olması demektir. Buna ek olarak manyetik alan kuvvet çizgilerine özgü “*donmuş kuvvet çizgileri*” kavramı açıklanmalıdır.

Donmuş Kuvvet Çizgileri

Kuvvet çizgileri aşağıdan yukarıya doğru giden bir manyetik alan içinde iyi ve düzgün geçirgenliğe sahip bir plazma olduğu varsayalım. Şekil 6-3a'da olduğu gibi bu plazma küçük bir kesit boyunca manyetik alan kuvvet çizgilerine dik olarak itildiğinde ne olur? Manyetik alan içinde ve kuvvet çizgilerine dik doğrultuda bir hareket uygulandığından, plazmadan elektrik akımı geçecek ve manyetik alan değişecektir. Bu olay etkisini Şekil 6-3b'de olduğu gibi gösterecektir. Kuvvet çizgileri madde ile beraber hareket edeceğinden, onlar da kayacaklardır. Sanki kuvvet çizgileri kaymış gibi bir durum olacaktır Bu durum, gerilmiş lastik iplikçikleri gibi,



Şekil 6-3a Bir plazma içinde paralel kuvvet çizgileri ve plazmanın sağa doğru itilmesi
b Plazmanın sağa doğru hareketi ile kuvvet çizgileri de sağa doğru kayar.

kuvvet çizgilerini en kısa duruma getirmek için aksi yönde bir kuvvet oluşmasına neden olur; yani plazma yine eski durumuna gelmeye yönelir. Bu etkileşmeler süresinde plazma ve kuvvet çizgileri birbirine sıkı sıkıya bağlıdır. İlişkili olarak hareket ederler. Plazma içindeki bu kuvvet çizgilerine “*donmuş kuvvet çizgileri*” denir. Bu kavram birçok olayın anlaşılması ve açıklanmasında yararlı olmaktadır.

Plazma hareket etmezse, var olan kuvvet çizgileri değişmez. Plazma hareket ederse, kuvvet çizgileri de plazma ile beraber hareket eder. Kısaca donmuş kuvvet çizgileri maddeyi izler. Diğer taraftan manyetik alanlar manyetik kuvvetler ile belirlenir ve manyetik kuvvetler de maddeyi nasıl hareket ettirdiklerine göre saptanır. Bu durumda şöyle bir soru ortaya çıkar: Güneş plazmasında etkili olan madde mi, yoksa manyetik alan mıdır? Bu soru, “koşullara bağlı olarak bazen manyetik alan, bazen de madde” şeklinde yanıtlanabilir. Başka bir deyişle iki durum söz konusudur: Eğer manyetik alan kuvvetli ise, olaylar manyetik alanın kontrolü altındadır; madde kuvvet çizgilerine bağlı hareket eder. Eğer manyetik alan zayıf ise, manyetik kuvvet de küçük olduğundan, madde manyetik kuvvet etkisinden bağımsız hareket eder ve donmuş kuvvet çizgileri maddeyi izler. Güneşte her iki duruma uyan olaylar gözlenegelmektedir. Birinci duruma uygun olan en çarpıcı örnek lekelerdir.

Güneş yüzeyi enerjisini alt bölgelerden yükselerek yüzeye kadar varan sıcak madde hareketi ile sağlar. Fakat lekelerdeki manyetik alan kuvvetli olduğundan, madde hareketi manyetik alan kuvvet çizgileri kontrolündedir. Bu nedenle lekelerde sıcak madde hareketi diğer bölgelere göre çok sınırlıdır. Bunun sonucu olarak birim alana varan enerji az, sıcaklık da düşüktür.

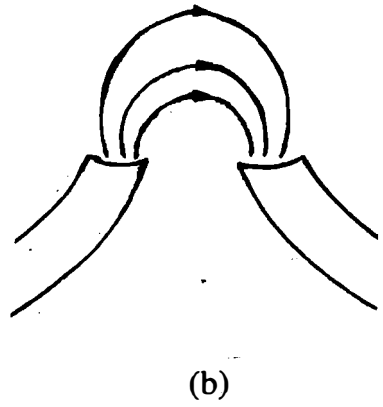
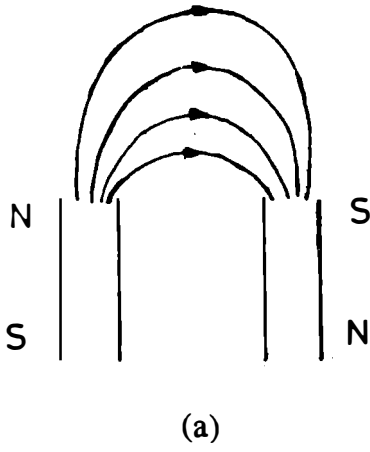
İkinci duruma örnek, yine Güneş yüzeyindeki manyetik bölgelerdir. Fakat bu bölgelerde beyaz ışıktaki herhangi bir belirti veya diğer bölgelerden farklılık gözlenmez. Örneğin yüksek enlemlerde

oluşan, uzatılmış çevrime ait BMB'ler gibi. Güneş yüzeyine kadar çıkmış bu manyetik alanlarda manyetik kuvvet zayıf olduğundan maddenin hareketini engelleyemez. Böylece bu bölgelerde yayımlanan enerji, diğer bölgelerden farklı olmadığından görünüm de farklı olmaz.

Güneş Lekesi Modeli

Bir lekegrubunun ön ve arka lekelerinin farklı kutuplu olması ve manyetik kuvvet çizgilerinin her iki leke arasında fotosfere paralel gitmesi, fotosferin altında, Şekil 6-4a'daki gibi at nalı şeklinde bir mıknatısın varlığını düşündürebilir. Fakat bir lekegrubunun ortaya çıkması, gelişmesi ve kaybolması o bölgedeki manyetik alanın bir yan ürünüdür. Manyetik alan, lekegrubu oluşmadan önce varlığını gösterir; kaybolduktan sonra da sürer. Bu durumda lekegrubuna göre daha uzun yaşayan manyetik alanın, ortaya çıkmadan önce nerede saklı olduğu ve daha sonra ne olacağı soruları ortaya çıkar. Bu sorulara en uygun yanıt manyetik alanın uzun süre fotosferin altında, uzun yatay hortum şeklinde yollar içinde saklı olduğudur.

Güneş yüzeyi altında, manyetik alan çizgileri gemi halatında olduğu gibi uzanmış; bir manyetik alanın var olduğu düşünölsün. Yani, manyetik alan çizgileri plazma içinde homojen dağılmamış, tam aksine bir halatın ipleri gibi bir hortum şekli oluşturmuş olsun (Şekil 6-4b) Manyetik alan kuvvet çizgileri içeren bu hortum gibi şekle "*manyetik akı tüpü*" veya kısaca "*manyetik tüp*" denir. Eğer bu tüpün bir kısmı, Şekil 6-4b'de olduğu gibi, güneş yüzeyine kadar yükselirse, manyetik kuvvet çizgileri taşıdıkları plazma ile birlikte yüzeye çıkar ve atmosferde yayılır. Bu yayılma esnasında atmosfere ait plazma manyetik alan çizgileri tarafından itilip, yerine beraberinde taşınan madde konur.



Şekil 6-4a Bir lekegrubunun ön ve arka lekelerin farklı kutupta olması, fotosferin altında böyle iki çubuk mıknatısının olduğunu düşündürür.

b Manyetik alan kuvvet çizgilerinin oluşturduğu hortum şeklinde akı tüpünün yüzeye kadar yükselmesi ve kuvvet çizgilerinin atmosferde yayılması.

Bu modele göre tüpün yüzeye varması ile tüp kesildiğinden kuvvet çizgilerinin yüzeye çıktığı ve tekrar yüzeye girdiği bölgelerde farklı manyetik kutuplar olacaktır. Çünkü, bir çubuk mıknatıs ikiye ayrıldığında her bir parça, kutup sıralaması aynı olacak şekilde, ayrı bir mıknatıs çubuğu oluşturur. Lekegrupları genellikle her iki başta ön ve arka leke olarak isimlendirilen farklı kutuplu iki lekeye sahip olduğundan, bu modele uyar. Ayrıca bu model, bir lekegrubu gelişirken, ön ve arka lekelerin uzaklaşarak, uzanımlarının büyümesini de açıklar. Çünkü, tüp yükselmesini sürdürürken git-

tikçe, ilk duruma göre, tütün birbirinden daha uzak bölgeleri yüzeye varır.

Bu modelin yeterli olması için iki sorunun daha açıklanması gerekir. Birincisi, hortuma benzer şekilde tarif edilen manyetik tütün neden yükseldiği, ikincisi ise, bu tüplerin nasıl oluştuğudur. Aşağıda anlatılacak olan “*Kaldırma Kuvveti*” ve “*Babcock Modeli*” sırası ile birinci ve ikinci soruların yanıtıdır.

Kaldırma Kuvveti (Buoyancy)

Güneş yüzeyinin altında yüzer şekilde, manyetik kuvvet çizgileri içeren bir manyetik tüp olsun. Bilindiği gibi, bir manyetik alan içinde kuvvet çizgilerinin birbirlerini itmesinden ileri gelen bir manyetik basınç vardır ki, bu basınç kuvvet çizgilerine dik yönde ve homojen bir alanda $H^2/8\pi$ değerindedir. Kuvvet çizgilerine dik yöndeki bu basınç tütün çapını büyültmeye yönelik bir kuvvet oluşturduğundan, tütün içindeki plazma da hem kendi gaz basıncı, hem de manyetik basınçla gitikçe genişler. Eğer manyetik basınç olmasaydı tütün içindeki ve dışındaki gaz basıncı aynı olurdu. Manyetik alanın varlığı ile iç ve dıştaki gaz basıncı farklı olacaktır. Çünkü, denge durumunun sağlanması için, P_i ve P_d sırası ile tütün içindeki ve dışındaki gaz basıncı olmak üzere,

$P_d = P_i + H^2/8\pi$ olması gerekir. Bu durum

$P_i < P_d$ sonucunu verir. Bu sonuç ise tüp içindeki gaz yoğunluğunun çevreye göre daha düşük olması ile mümkündür.

Tüp içinde gaz yoğunluğunun çevreye göre düşük olduğu gözlemsel olarak da görülmektedir. Bilindiği gibi, lekegrupları fotosfer yüzeyine göre daha derin bölgeler olarak, yani çukurluklar olarak görülür. Çünkü leke bölgelerinde gaz yoğunluğu düşük olduğundan, fotosferin o bölgelerinde daha derin tabakalar gözlenir.

Tüp içinde gaz yoğunluğunun az olması, gaz basıncının az ol-

masına neden olarak iç ve dış basıncı dengelerken, bir diğer denge-
sizlik ortaya çıkar: Tüp içi çevresine göre daha az yoğun bir
plazma ile dolu olur. Dünya üzerindeki bir balon örneğinde olduğu
gibi, bu koşuldaki bir ortam daha küçük bir çekim etkisinde kalır.
Çekim etkisinin rölatif olarak az olması ise, tüpe, yükselme yö-
nünde bir kuvvet etkisi oluşturur. Bu kuvvete *kaldırma kuvveti*
veya “buoyancy” denilmektedir. Kaldırma kuvvetinin etkili ola-
bilmesi için manyetik kuvvetin belli bir değere ulaşması gerekir.
Manyetik kuvvetin bu değerine *kritik şiddet* denir.

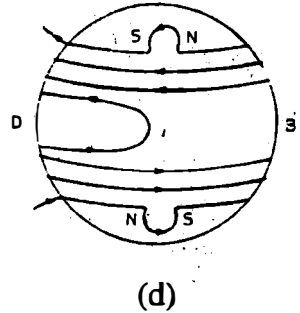
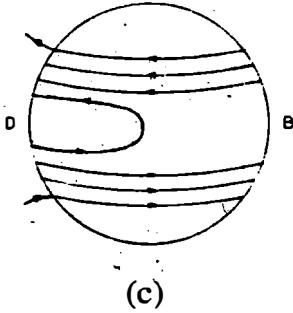
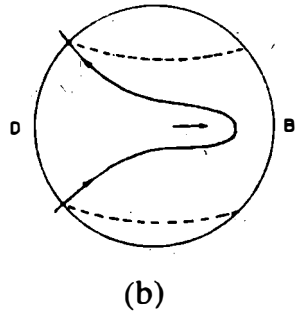
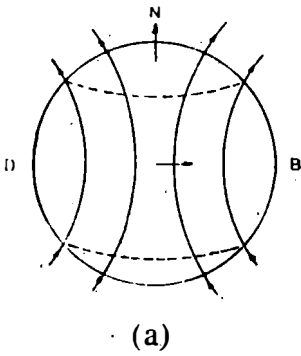
Babcock Modeli

Bobcock modeli hem Güneş lekelerindeki manyetik alanı sağ-
layan manyetik akı tüplerinin oluşumunu hem de çevrime ait diğer
özellikleri bir arada açıklayabilmektedir. Herhangi bir astronomik
olaya ait model veya kuram o olaya ait tüm gözlemsel özellikleri
açıklabiliyorsa doğruluğundan kuşku duyulmaz ve kabul görür.
Güneş lekeleri hakkında keşiflerinden beri bazı kuramsal açık-
lamalar yapılagelmiştir. Fakat bunlar gözlemsel bulguların ba-
zılarını açıklarken, bazılarını açıklayamamaktaydı. Bu nedenle kısa
zamanda geçerliliklerini yitirdiler. Babcock modeli aktif böl-
gelerdeki kuvvetli manyetik alanın yanı sıra, 11 yıllık çevrimi, bu
sürede lekelerdeki enlem kaymasını, ön. ve arka lekelerin kutup sı-
ralamasını ve 22 yıllık çevrimi de açıklayabilmektedir.

Manyetik akı tüplerinin oluşması iki önemli olgu üzerine da-
yanmaktadır. Birincisi Güneşin zayıf manyetik alanı, ikinci ise di-
feransiyel dönmesidir. Modeli oluşturan kuram zayıf manyetik ala-
nın kuvvet çizgilerinin Güneşin kutup bölgelerinin herhangi birinin
(örneğin güney kutup bölgesinin) yaklaşık 55° enleminde Güneşin
yüzeyine girip, yüzeyden yaklaşık $0.1 R_\odot$ derinliğinde boylamsal
olarak uzanıp, diğer kutbun hemen hemen aynı enlem bölgesinden
yüzeye çıktığını varsaymaktadır. Şekil 6-5 (a)

Bu durumda Güneş, kuvvet çizgileri boylamsal olarak uzanmış iki kutuplu zayıf bir manyetik alana sahiptir. Eğer Güneş katı bir cisim gibi dönmüş olsaydı, Güneş yüzeyinin biraz altında boylamsal olarak güney-kuzey doğrultusunda uzanmış kuvvet çizgileri de, durumlarında bir değişiklik olmaksızın Güneşle beraber dönecekti. Fakat Güneşin dönmesi bir katı cisim dönmesi gibi değildir. (Bkz.: Bölüm 2) Ekvator bölgesinin açılma hızı büyük, yüksek enlemlerinkinki küçüktür. Ekvatordaki bir nokta dönme eksen etrafında bir dönüşünü tamamladığında, kutuplara yakın bölgedeki bir nokta henüz bir dönüşünü tamamlamamış olacaktır. Bu durum madde içinde donmuş manyetik kuvvet çizgilerini etkiler ve kuvvet çizgilerinin uzanımları boylamsal şekilde olmaz, ekvator da batıya doğru çekilmiş bir şekil alır. Şekil 6-5 (b). Dönme sürdükçe ekvator bölgesinde kuvvet çizgilerindeki doğu-batı yönündeki kayma artar ve gittikçe kendi üzerine sarılır. Şekil 6-5 (c) Hesaplar 3 yıl sonunda alçak enlemlerde 5 kez kendi üzerine sarılma olacağını ortaya koyar. Bu durum belli bir donmuş kuvvet çizgisinin her noktada farklı dönme hızı ile karşılaşmasına, dolayısı ile kuvvet etkisinde kalıp gerilmesine ve enerji kazanmasına neden olur. Bu enerji manyetik alanın kuvvetlenmesini sağlar. Kısaca, diferansiyel dönmeden sağlanan kinetik enerji, gerilmiş kuvvet çizgileri ile manyetik alan enerjisine dönüştürülerek, manyetik alan şiddeti artar.

Güneş yüzeyinin altında, başlangıçta boylamsal olarak yayılmış fakat diferansiyel dönme ile gittikçe kendi üzerine sarılarak şiddeti artmış kuvvet çizgileri sürekli olarak taneciklenme ve süpertaneciklenme olaylarının etkisi altındadır. Taneciklenme ve süpertaneciklenme hareketleri ile ileri geri hareket ederek daha kuvvetli olanların daha az kuvvetli olanlarla birleşmesine neden olarak, leke modelinde anlatılan manyetik akı tüpleri oluşur. Ayrıca diferansiyel dönmenin derinliğe de bağlı olması ve konveksiyon bölgesinin sürekli hareket halinde olması manyetik akı



Şekil 6-5a Güneşin genel manyetik alanına ait kuvvet çizgileri başlangıçta boylamsal olarak uzanır.

b Diferansiyel dönme nedeni ile kuvvet çizgileri ekvator bölgesinde, yüksek enlemlere göre, batıya doğru çekilmiş gibidir.

c Güneş dönme sayısı arttıkça kuvvet çizgileri kendi üzerlerine birkaç kez sarılır.

d Akı tüplerinin yüzeye kadar yükselmesi ile, kuzey yarım kürede ön lekenin kutbu, N, arka lekenin S olur. Güney yarım kürede ise durum bunun tersidir.

tüplerindeki kuvvet çizgilerinin saç örgüsü gibi sarılmasına da neden olur ki, bu sarılma olayı manyetik alan şiddetinin artmasının bir diğer nedenidir.

Manyetik tüpte akı belli bir kritik şiddete erişince kaldırma kuvveti etkili olur ve yukardaki bölümde anlatıldığı gibi, manyetik tüp Güneş yüzeyine kadar yükselip, iki kutuplu Güneş lekesini oluşturur. Babcock'un hesaplarına göre manyetik tüpler yüksek enlemlerde daha kısa sürede kritik şiddete erişmektedir. Ekvatora doğru gidildikçe bu süre uzamaktadır. Ayrıca belli bir enlem bölgesinde tüpün belli bir manyetik şiddete erişip, yüzeye varması ve lekenin oluşması ile bu bölgede tüplerdeki şiddetlenme durur. $\pm 30^\circ$ enlem bölgelerinde manyetik akı şiddetinin artması en hızlı bir şekilde olmaktadır. Manyetik alan çizgilerinin boylamsal olarak uzandığı evreden yaklaşık üç yıl sonra bu bölgede kritik şiddete ulaşmakta ve ilk aktif bölgeler bu ortalama enlem kuşaklarında ortaya çıkmaktadır. En düşük enlemlerde akı tüplerinin aynı şiddete erişmesi, bundan yaklaşık sekiz yıl sonra olabilmektedir. Böylece hem çevrim süresinin 11 yıl olması hem de çevrimin çok önemli bir özelliği olan ve kelebek diyagramı ile özetlenen, çevrim boyunca lekegruplarının yüksek enlemlerden ekvatora doğru kayması açıklanmaktadır.

Babcock modeli çevrim boyunca Güneşin farklı yarım kürelerinde, lekegruplarının ön ve arka lekelerinin kutup sıralamasının neden ters olduğunu kolaylıkla açıklar. Şekil 6-5c, Şekil 6-5a şeklinde başlayıp, diferansiyel dönme ile kendi üzerine sarılmış kuvvet çizgilerinde manyetik akı yönünü de göstermektedir. Doğal olarak manyetik tüp içindeki akı yönü de aynıdır. Bu durumda kuzey yarım kürede; Şekil 6-5 (d) de görüldüğü gibi, yüzeye varan manyetik tüpün ön lekesinden (batı tarafındaki) Güneş yüzeyine çıkan manyetik kuvvet çizgileri arka lekeden (doğu tarafındaki) Güneş yüzeyine girecektir. Bir manyetik alanda kuvvet çizgilerinin çıktığı kutup kuzey (N) ve girdiği kutup güney

(S) olduğundan, ön leke kuzey, arka leke güney kutuplu olur. Güney yarım kürede ise, yine manyetik kuvvet çizgilerinin yönüne göre, arka lekeden Güneş yüzeyine çıkan kuvvet çizgileri ön lekeden yüzeyin altına gireceğinden arka leke kuzey, ön leke güney kutuplu olur. Her yarım kürede ön lekenin kutbu, o yarım kürenin manyetik kutbunun aynısıdır.

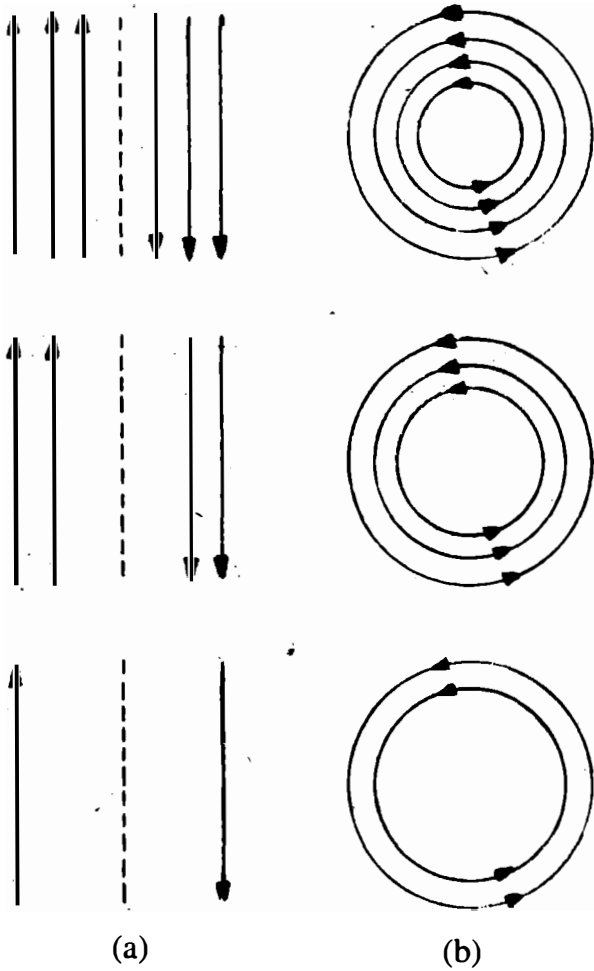
Yukarda anlatılanlardan Güneşin diferansiyel dönmesi sürdükçe manyetik tüplerin şiddetlerinin artması ve lekelerin oluşmasının devam etmesi beklenir. Oysa lekeler maksimum bolluğa eriştikten sonra, yavaş yavaş azalmakta, bir minimum evreye varılarak çevrim tamamlanmakta ve yeni başlayan çevrimde kutup sıralaması bir öncekinin tersi olmaktadır. Bu olgunun nedeni manyetik alanlarda karşıt yönlü kuvvet çizgilerinin birbirini yok etmesi ve manyetik alanın zayıflayarak yok olmasıdır.

Eğer bir plazma ortamında kuvvet çizgileri Şekil 6-6a'daki gibi ters yönde uzanıyorsa, birbirine' en yakın çizgilerden başlamak üzere birbirlerini yok ederler; manyetik alan şiddeti gittikçe zayıflar ve yok olur. Eğer kuvvet çizgileri Şekil 6-6b'deki gibi ise, en iç dairesel kuvvet çizgisinden başlamak üzere yok olmaya başlar. Kısaca, karşıt yönlü kuvvet çizgileri birbirlerine ne kadar yakın ise, birbirlerini o kadar çabuk yok ederler.

Bir taraftan diferansiyel dönme ile kuvvet çizgilerinin gittikçe kendi üzerlerine sarılması, diğer taraftan taneciklenme ve süper taneciklenmeden ileri gelen karışık hareketlerle kuvvet çizgilerinin plazmada ileri geri itilmesi, gittikçe daha çok ters yönlü kuvvet çizgisinin birbirine yaklaşmasına neden olur. Manyetik alan şiddeti gittikçe azalır ve lekelerin oluşturacak manyetik akı tüpleri yok olur, çevrim tamamlanır.

22 yıllık çevrim adı verilen, bir sonraki çevrimde lekegruplarında ön ve arka lekelerin kutup sıralamasının ters olması da, ters yönlü kuvvet çizgilerinin birbirini yok etme özelliğine da-

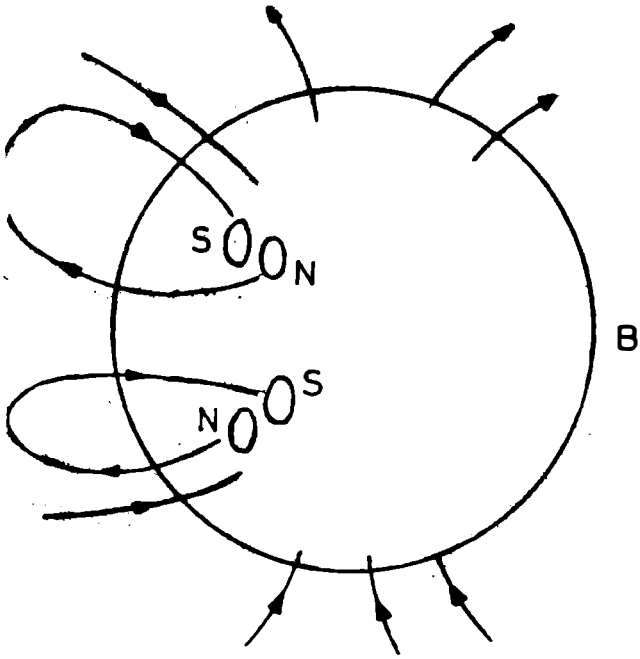
yanır. Çünkü, aynı nedenle Güneşin kendi öz manyetik alanına ait kutupsal kuvvet çizgileri de yok edilir. Önce leke gözlemlerinin or-



Şekil 6-6(a) Bir plazma ortamında paralel fakat ters yönlü kuvvet çizgilerinin birbirini yok etmesi.

(b) Bir plazma ortamında dairesel kuvvet çizgilerinin birbirini yok etmesi.

Şekil 6-7
İki-kutuplu bir
leke grubunun
kuvvet
çizgilerinin
Güneş'in genel
manyetik
alanına ait
kuvvet
çizgilerini yok
etmesi.



taya koyduğu şu bulgu hatırlanmalıdır: Her iki yarım kürede de leke gruplarının arka lekeleri daima ön lekeye göre kutup tarafına doğru kaymıştır. Bu olgu 22 yıllık çevrimin oluşmasında önemli rol oynar. Şekil 6-7'den görüldüğü gibi, bir leke grubunun ön lekesinden çıkan kuvvet çizgileri arka lekeden Güneş yüzeyinin altına girmek üzere yolunu çizerken aksi yöndeki kutupsal kuvvet çizgilerine yaklaşır ve birbirlerini yok ederler. Böylece leke gruplarının ön lekeleri ile aynı kutba sahip kutupsal kuvvet çizgileri nötr duruma gelmiş olur. Diğer taraftan her iki yarım kürede ön lekeler zıt kutuplu olduğundan ekvatora yaklaştıkça birbirlerini yok ederler. Bu işlemler sürerken geriye çok zayıf bir manyetik alan kalır ki, bu manyetik alanda kuvvet çizgilerinin yönü sona

eren çevrimdekinin tersidir. Bu örnekte kuzey yarım küre kutbuna yakın bölgeden girip, güney yarım küre kutbuna yakın bölgeden çıkar. Bu durumda güney yarım kürenin kutbu kuzey kutuplu, kuzey yarım küreninki de güney kutuplu olur.

Bu evreden sonra boylamsal olarak uzanmış zayıf manyetik kuvvet çizgileri ile yeni bir çevrim oluşturacak koşullar hazırdır. Yukarda anlatılan işlemler yinelenir ve yaklaşık 11 yıl sürecek yeni çevrim başlar. Ancak yüksek enlemlerde yeni oluşan lekegruplarında kuzey yarım kürede ön leke güney, arka leke kuzey kutupludur; güney yarım kürede ise bunun tersi olur ki, bu durum biten çevrimdekinin de tersidir. Bu çevrim tamamlanınca, yeni başlayan çevrim bir öncekinin aynı olur. Bu nedenle gerçek çevrim 22 yıllık kabul edilmektedir.

Ayrıca belirtilmelidir ki, Güneş lekeleri için anlatılan bu işlemler iki kutuplu aktivite bölgeleri için de geçerlidir ve lekeler dışında filamentler, parlamalar koronal olaylar da manyetik alanlarla ilişkilidir.

Parlama Olayında Manyetik Alan Etkisi

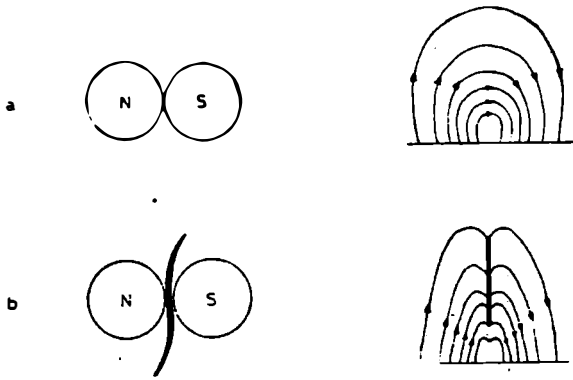
Parlama olaylarının gelişmekte olan lekegrupları ile F sınıfına kadar gelişmiş büyük gruplarda daha sık meydana geldiği uzun zamandan beri bilinmekteydi. Bilindiği gibi, grupların sınıfları ile manyetik yapıları arasında oldukça iyi bir ilişki vardır. (Bkz.: bölüm V) A, J, H grupları genellikle tek kutuplu, B,C,D,E grupları iki kutuplu, F ve bazı E grupları ise çok kutupludur. Lekegrubu gelişirken, sınıfı ile beraber manyetik yapısının değişmesi de beklenen bir olgudur. A sınıfından tek kutuplu olarak yaşamına başlayan bir grup, B sınıfına geldiğinde iki kutuplu olur ve eğer C, D veya E sınıfına kadar gelişirse iki kutuplu yapısını sürdürür. Küçülmeye başladığında, E, D veya C sınıfından itibaren arka leke ve yöresi kaybolduğunda, yeniden tek kutuplu ve genellikle H sınıfından bir gruba dönüşür.

Manyetogramların gelişmesi ve düzenli şekilde günlük manyetogramların elde edilmesi ile, bazı gruplarda, genel gelişimleri ile açıklanamayan manyetik değişimlerin meydana geldiği gözlemlendi. Örneğin iki kutuplu bir grubun ön veya arka lekelerinden birinde ya da birkaçında N ve S kutuplu bölgelerin yan yana olduğu saptandı ve böyle durumlarda, bu bölgelerde daima büyük bir parlama olayı meydana geldi. Bu saptama F gruplarının manyetik yapısına da uymaktadır. Çünkü, F gruplarında zıt kutuplu manyetik bölgeler iç içe, yan yanadır ve parlamalar en çok F grupları içinde meydana gelir.

Bilindiği gibi, manyetik alan içeren plazma ortamı çok büyük bir enerji deposudur. Bir lekegrubunun ortasında bir km^3 plazmada bir atom bombasının enerjisi ile karşılaştırılacak değerde enerji saklıdır. Zıt kutuplu alanlar yan yana gelip birbirini yok ettiğinde, plazma ortamında saklı olan enerji birden açığa çıkar ve bu enerji ile o bölge birdenbire $\text{H}\alpha$ 'da çok parlak olur. Gerçekte parlama olayı o bölgede sadece $\text{H}\alpha$ ışınımının şiddetinin artması değildir. Büyük bir enerjinin açığa çıktığını gösteren başka etkiler de vardır. Bunlardan biri de parlama bölgesinden yayınlanan partikül akımıdır. Manyetik alanın yok olması ile plazmanın elektronları büyük bir hızla bu bölgeden uzaya yayılırlar. Parlamaların böyle bir tanecik akımı meydana getirdiği dolaylı olarak anlaşılır; çünkü bu akım dünyayı çeşitli şekilde etkiler. İlerde ayrıntılı incelenecek olan bu etkilerden böyle bir akımın varlığı anlaşılır. Parlama bölgelerinden yayınlanan tanecik akımına "*Güneşin kozmik ışınımı*" derin.

- Filamentler ve Manyetik Alan Etkisi

Filament ve prominansların çekim etkisine karşın Güneş yüzeyi üzerinde bulut gibi durabilmelerinin nedeni manyetik alan kuvvetidir. Bunun en iyi kanıtı filamentlerin daima farklı kutuplu manyetik alanları birbirinden ayıran sınırdaki gözlenmeleridir. Şekil 6-8



Şekil 6-8 (a) iki-kutuplu bir bölge ve bu bölgedeki kuvvet çizgilerinin yandan şematik görünümü. (b) (a) daki iki-kutuplu bölgenin arasında bir filament olması halinde kuvvet çizgilerinin yandan şematik görünümü

(a) böyle iki kutuplu bir bölge ve bu bölgede kuvvet çizgilerinin yandan görünümünü, (b) ise bir filament olması halinde kuvvet çizgilerinin yandan görünümünü şematik olarak göstermektedir.

Korona içinde yoğunlaşmış filament maddesi çekim kuvveti ile yüzeye doğru çekilince, kuvvet çizgilerini de beraberinde aşağı doğru çeker. Fakat kuvvet çizgilerinin, çizgilere dik doğrultudaki manyetik basınç kuvveti çekim etkisini dengeler; filament manyetik alanda asılı gibi kalarak yüzeye düşmez. Kuvvet çizgilerine herhangi bir kuvvet etki etmediği sürece, filament varlığını sürdürür. Mamafih bazen birdenbire bir filament yükselebilir. Bunun nedeni de yine manyetik kuvvettir.

Bir plazma ortamını, içerdiği donmuş kuvvet çizgilerini genişletecek, döndürecek veya dik yönde sıkıştıracak şekilde hareket ettirebilmek için bir kuvvet uygulamak gerekir. Eğer böyle bir kuvvet uygulanıp, bu hareket sağlanabilmiş ise, bu kez manyetik alan

ek bir enerji kazanır. İşte bu enerjinin serbet kalması halinde, manyetik enerji kinetik enerjiye dönüşür ve plazma ortamı birden bir ivme kazanır ve yükselir.

Genellikle prominans durumunda gözleendiği gibi, parlak bir bölgenin ilmiik şeklini alarak koronada yükseldiği görülür. (Bkz.: Şekil 5-14) İlmik şeklindeki görünüş, maddenin bir ayaktan, diğer ayağa kuvvet çizgileri doğrultusundaki hareketidir. Bu görünüş aynı zamanda kuvvet çizgilerinin korona içindeki şeklini de vermektedir. Çünkü, manyetik alan kuvvet çizgileri yükselen parlak gaz kütlesi içinde donmuş olduğundan, madde hareketi kuvvet çizgilerini izler ve Güneş yüzeyine bu çizgiler boyunca oluşan bir yörünge izleyerek düşer.

Uzay istasyonları yardımı ile Güneşin X-ışınımında incelenmesi, koronanın, Güneş yüzeyinden çıkıp, yükselen, yay veya ilmiik şeklinde yol izleyerek tekrar Güneş yüzeyine giren parlak madde ile kendini belli eden manyetik kuvvet çizgileri ile kaplı olduğunu göstermektedir.

VII

Güneşin Uzay İstasyonlarından Gözlenmesi

Fizikçilerin kara cisim olarak isimlendirdikleri, yüksek sıcaklıktaki bir ışıyım kaynağı olarak Güneş Şekil 3-1'de gösterilen dalga boyu aralığındaki elektromanyetik ışıyımı yayınlar. Fakat dünya atmosferi bu ışıyımın sadece optik pencere adı verilen 3000 Å ile 7500 Å arası için ve radyo penceresi adı verilen 1 cm ile 20 m dalga boyları arası için geçirgendir. Yayınlanan tüm ışıyım bölgesine göre oldukça küçük bir bölge olan ve pencere olarak isimlendirilen bu aralıklar dışındaki ışıyım atmosfer nedeni ile dünyaya ulaşamaz.

Yaklaşık 1000 km yüksekliğe kadar ulaşan dünya atmosferi başlıca dört tabakaya ayrılmıştır. Bu tabakalar ve yükseklikleri aşağıdadır.

1) Troposfer. Dünya yüzeyini 10 km yüksekliğe kadar kuşatan bölge.

2) Stratosfer ve/ya Ozon. 10 ile 80 km yükseklikler arası.

3) İyonosfer. 80 ile 500 km yükseklikler arası olup, ayrıca aşağıdan yukarıya doğru D, E ve F olarak isimlendirilen 3 alt tabakaya ayrılır. İyonosfer tabakasının bir diğer adı Termosferdir. Çünkü bu tabakada sıcaklık yükseklikle artar ve tavan olan 500 km yükseklikte sıcaklık 1500-2000°K'e varır.

4) Eksosfer. 500 km'nin üstündeki bölge.

Mor ötesi ışınımın ($\lambda < 3000 \text{ \AA}$) dünyaya ulaşımını engelleyen atmosfer bölgesi 20 ile 60 km arasındaki bölge, yani stratosferdir. Uzak mor ötesi ($\lambda < 1000 \text{ \AA}$) ışınımı engelleyen bölge 250 ile 300 km arasındaki bölge, yani iyonosferin F tabakasıdır. X-ışınımı ($\lambda < 100 \text{ \AA}$) ise 50 ile 150 km arasındaki bölge tarafından engellenir; yani stratosferin üst ve iyonosferin D ve E tabakaları.

Kırmızı ötesi bölge ise genellikle troposfer tarafından engellenir. Bu nedenle 20-30 km yükseklikteki balonlarla yapılacak gözlemler bu engeli yok edebilir. Halbuki $\lambda < 3000 \text{ \AA}$ bölgesinin gözlenebilmesi için, gözlenecek dalga boyuna bağlı olarak, atmosferde belli yüksekliklere kadar çıkılıp gözlem yapmak gerekir.

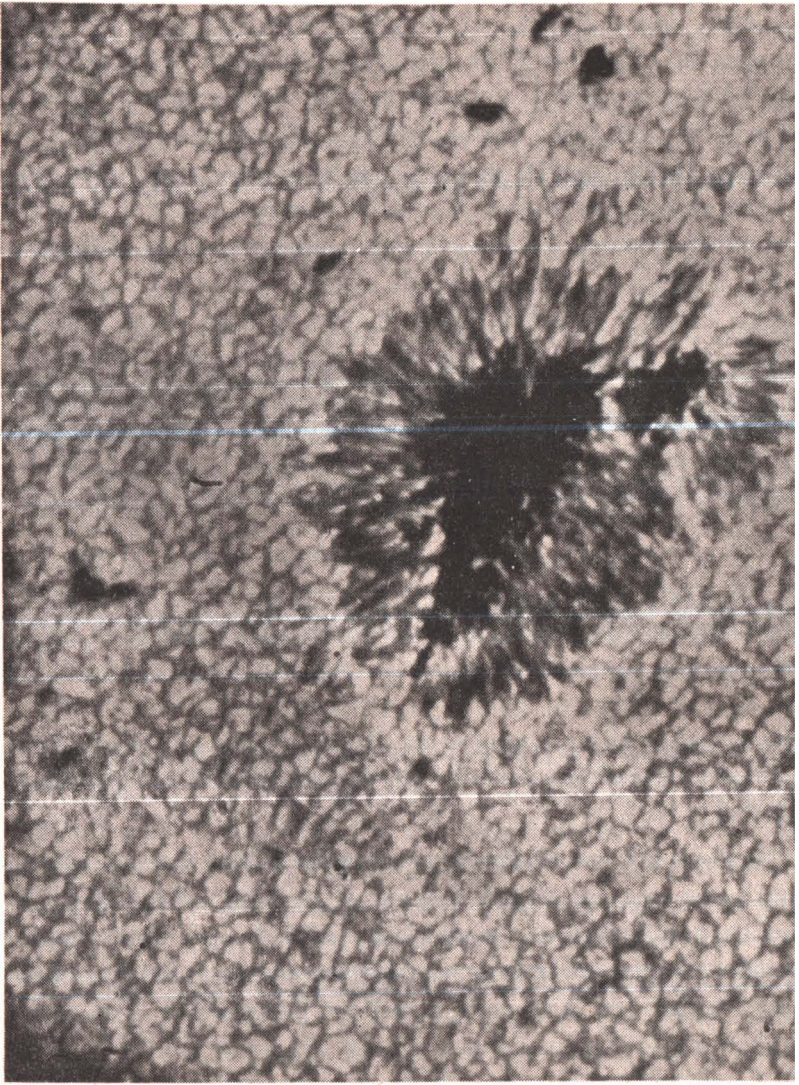
Diğer taraftan, Güneşin beyaz ışınımı için atmosfer geçirgen olmakla beraber, atmosferin sürekli hareket halinde olması, yüzeyin ince yapısının saptanmasını engeller. Çünkü, türbülans denilen tamamen düzensiz, yönü ve zamanı önceden belirlenemeyen bu hareketler yüzey üzerindeki belli bir noktanın veya bölgenin teleskoptan gözlenen veya fotoğrafı çekilen görüntüsünün sabit durmasını engeller; ileri geri, yukarı aşağı hareketler görüntünün netliğini bozar. Teleskopların ve fotoğraf tekniğinin gelişmesi, hattâ teleskopların yüksek dağlarda kurulması bu soruna çözüm getirememiştir.

Buna en iyi örnek fotosferin taneciklenmesidir. 1894 yılında Janssen tarafından çekilen net taneciklenme fotoğrafından sonra, aynı netlikteki fotoğraf ancak 1957'de çekilebilmiştir. Bu da yeterince yüksek dağda kurulu bir teleskopla çekilmiş binlerce fotoğraftan sadece birinin çekim anının sakin bir atmosfer koşuluna rastlaması ile mümkün olmuştur. Bu nedenle hem yayınlanan fakat atmosfer nedeni ile dünyaya ulaşamayan ışınım bölgesinde Güneşi gözlemek, hem de atmosferdeki türbülans hareketinin etkisini yok ederek beyaz ışıktaki ayrıntılı ince yapıyı saptayabilmek için Güneşin atmosferin yüksek bölgelerinden gözlenmesi gerekir.

Güneşin, atmosferin üst tabakalarından ilk olarak gözlenmesi 10 Ekim 1946'da gerçekleşti. Bu tarihte içinde birçok ölçüm aracı bulunan bir V2 roketi 90 km yüksekliğe fırlatıldı. Roket çok kısa süre kaldığı atmosferde Güneşin mor ötesi ışınımının fotoğrafını çekmeyi başardı. Daha sonraki yıllarda, gönderilen roketler ve içlerindeki ölçüm araçları geliştirilerek bu atışlar ve ölçümler tekrarlandı. Fakat her defasında ölçüm işlemleri için çok kısa bir zaman harcanabildi. Bu nedenle astronomlar beyaz ışık gözlemleri için atmosferin yüksek bölgelerine balonlar yollamayı planladılar. Çünkü balonlar roketlere göre atmosferde, daha uzun süre kalabiliyor ve dolayısı ile saatler boyu gözlem yapma olanağı sağlıyordu. Daha sonraları "Stratoskop" adı ile anılacak bu şekildeki gözlemlerin ilki 1957 yılında gerçekleşti; balon 25 km yüksekliğe çıktı. Bu çıkış insansız olduğundan Güneşin fotoğraflarının çekilmesi için yapılacak tüm gözlem programı önceden planlanmıştı.

İlginç bir rastlantı, aynı yıl, yaklaşık bir ay sonra Sovyetler Birliği ilk yapma uydu olan Sputnik'i uzaya fırlatıp, yörüngesine oturtmayı başardı. Bundan sonra stratoskop programlarının önemi daha da arttı. Bir sonraki stratoskop programı için gözlem araçları çok daha iyi planlandı. Balondaki teleskop yardımı ile, dünyada bir TV ekranında Güneş yüzeyini gözlemek ve izlemek mümkün olduğu gibi, uzaktan kumanda ile gözlemleri yönlendirme olanağı da sağlandı.

Stratoskop I adı verilen bu programla Güneş yüzeyindeki taneciklenmeye ait, o zamana kadarki en iyi fotoğraflar elde edildi. Janssen fotoğraflarında ancak çapları 800 ile 1600 km olan tanecikler tek tek görülebilirken, stratoskop programı ile elde edilen fotoğraflarda 160 km çaplı tanecikler gözlenebildi. Ayrıca taneciklerin şekillerinin oldukça düzenli olduğu da saptandı. Şekil 7-I Stratoskop programına ait insansız bir balondan çekilen fotosfer yüzeyine ait fotoğraftan bir kesiti göstermektedir. Fotoğrafta daha parlak olan bölgeler, yani sıcak gazın yukarı doğru hareketini



Şekil 7-1 Stratoskop programına ait insansız bir balondan çekilen fotosfor yüzeyine ait fotoğraftan bir kesit

gösteren bölgeler altıgen şekillidir ki, bu da laboratuvar deneylerine uyar. Çünkü laboratuvar da, bir kabın içindeki sıvı altından ısıtıldığında, sıvının yüzeyinde aynı şekilde altıgen hücreler oluşur. Isınan sıvı bu hücrenin merkezinden yükselir ve kenarlardan tekrar dibe çöker.

Roket ve stratoskop gözlemleri daha sonraki atmosfer dışı gözlemler için deneyim kazandırmış oldu ve temel oluşturdu.

X- Işınımı Bölgesinde Gözlenen Güneş

Yukardaki gözlemlerin hemen ardından Güneşin X-ışınımı gözlemlerine geçildi. Bu konuda ilk deneyim yine roketle ve bir tam Güneş tutulmasında yapıldı. 12 Ekim 1958'de güney Pasifikten gözlenen tutulma esnasında, X-ışınımı alıcıları ile donatılmış 6 roket fırlatıldı. Birinci roket tam tutulma başlamadan kısa bir süre önce, yani Güneşin doğu kenarı henüz hilal şeklinde iken, ikincisi biraz sonra, hilal şekli biraz daha incelmışken, üçüncü tam tutulma olduğunda, dördüncü ve diğerleri tam tutulmanın tamamlanıp, Güneşin diğer kenarında hilal şekilli görüntünün görünmeye başlamasından sonraki evrelerde X-ışınımını kayıt edecek şekilde fırlatıldılar. Bu deneyim tam tutulma esnasında da X-ışınımının yayınlandığını ortaya koydu. Bu ise, koronanın X-ışınımı yayınladığı anlamına gelir. Gerçekte bu şaşırtıcı bir sonuç olmayıp, beklenen bir sonuçu. Çünkü daha önceki Güneş tutulmalarında elde edilen korona spektrumunda yüksek derecede iyonlaşmış elementlere ait spektrel çizgilerin görülmesi ve bu çizgilerin yorumlanması ile korona sıcaklığının 100000°K mertebesinde olduğu zaten anlaşılmıştı. Diğer taraftan deneysel fizikten bilindiği gibi, 1000000°K sıcaklığında bir gaz, ışınımının büyük yüzdesini X-ışınımı bölgesinde yayınlanır.

Bu durumda çok önemli bir sonuç ortaya çıkar. Koronaya göre çok düşük sıcaklıkta olan fotosfer ve kromosfer X-ışınımı ya-

yınlamadığından, Güneşin X-ışınımında gözlenmesi, sadece koronanın gözlenmesi anlamına gelir. O halde korona tutulma beklemeden her zaman gözlenebilir. Ayrıca Güneş tutulmalarında olduğu gibi, sadece disk kenarında değil, tüm Güneş üzerinde gözlenir. Bütün bunlar X-ışınımı gözlemlerinin ne kadar önemli olduğunu ve atmosfer gözlemlerinin gerekliliğini göstermektedir.

Dünya atmosferinin yüksek bölgelerinden uzay araçları yardımı ile kapsamlı X-ışınımı gözlemlerine başlamadan önce, X-ışınımı telesapları denilen, X-ışınımı alıcıları geliştirildi. 19 Nisan 1960'da böyle bir alıcı içeren bir roket fırlatıldı. Bu alıcı ilk kez tüm Güneşin X-ışınımındaki görüntüsünü elde etti. Bu görüntünün kalitesi, günümüzde elde edilenlere göre oldukça kötü olmakla beraber, X-ışınımında Güneş yüzeyinde parlak ve karanlık bölgelerin varlığını ilk kez göstermesi bakımından tarihi bir değere sahiptir.

Güneş fizikçileri roketler ve balonlar kullanarak Güneşin beyaz, mor ötesi, uzak mor ötesi ve X-ışınımı ile kaliteli görüntülerini elde etmeye yönelik teknik gelişmeyi sağlama çabaları içindeyken, 1957'de Sputnik yapma uydusu fırlatıldı ve uzaya yapma uydu gönderme çağı başladı. Bu gelişime paralel olarak, Güneş gözlemlerinin uzaydan yeterince uzun süre yapılabilmesini sağlamak için, yörüngeye oturtulmuş Güneş gözlem istasyonlarının gerekliliği fikri doğmuş oldu. Bu nedenle, Güneşin uzaydan uzun süre gözlenebilmesi için -Orbiting Solar Observatory- sözcüklerinin baş harflerinden oluşan ve OSO olarak bilinen, yörüngeli uzay gözlemevi istasyonlarının yapımına geçildi. Bu program kapsamında OSO₁, OSO₂, . . . OSO₈ olarak bilinen 8 istasyon birbiri ardına yörüngelerine yerleştirildi.

İlki 1962'de yörüngeye oturtulan bu istasyonlar önemli gözlem sonuçlarının yanı sıra, bu istasyonlarda kullanılacak tekniğin tam olarak gelişmesini ve teknik olarak en iyi şekilde donatılmış insanlı uzay istasyonlarına geçilmesini de sağladı.

Skylab ve SMM

İlk insanlı Güneş uzay gözlem istasyonu olan SKYLAB 14 Mayıs 1973'de fırlatıldı. Başlangıçta birbirini izleyen başarısızlıklara rağmen Skylab yörüngesine oturdu ve başarılı gözlemlerini sürdürdü. Uzaya ilk kez büyük bir teleskop bu istasyon ile gönderildi. Teleskobun yanı sıra çeşitli gözlem araçları da içeriyordu. 9 ay boyunca 3 ayrı astronot ekibi tarafından gözlemler sürdürüldü. Bu süre 1973-74 yıllarına rastlayıp, Güneş aktivitesi minimum yıllarını sürdürmekteyiz. Oysa başta X-ışınımı gözlemleri olmak üzere elde edilen sonuçlar çok ilginçti; bu da aynı gözlemlerin aktivitenin maksimum olduğu evrede de gözlenmesi gerekliliğini gündeme getirmişti. Bu zamanı izleyen maksimum evrenin 1979-80 yıllarına rastlaması bekleniyordu. Bu nedenle 14 Şubat 1980'de insansız yeni bir araç fırlatıldı. Bu uydu istasyon, "Güneş maksimum seferi" anlamına gelen "Solar Maximum Mission" sözcüklerinin baş harflerinden oluşan "SMM" olarak isimlendirilir. Çeşitli araçlar içeren istasyon, başta parlamalar olmak üzere, çeşitli aktif olayları incelemeye yönelikti.

SMM dünya etrafındaki yörüngesinde 9.5 ay kusursuz bir şekilde çalıştıktan sonra arızalandı. Ölçüm araçları gerektiği şekilde yönlendirilemiyordu. Fakat benzer arızalanma olasılıkları dikkate alınarak, istasyon parçaları değiştirilebilir şekilde yapılmıştı. Ayrıca 600 km yükseklikteki yörüngesi ile uzay mekiklerinin tesir alanı içinde bulunuyordu. Kısaca, onarımı mümkündü. Hemen onarım işlemlerine girişildi. Ancak gerekli yedek parçaların hazırlanması 3 yıl sürdü. 1984'de bir uzay uçuşu ile 5 astronot ve değiştirilecek parçalar uzaya yollandı. Astronotlar başka bir uydu ile dünya etrafındaki yörüngeye oturduktan sonra, SMM ile kenetlendiler ve arızalanan parçaları yedekleri ile değiştirdiler. O tarihten itibaren SMM yeniden gözlemlerini sürdürdü. Birçok gözlemin yanı sıra 12500 parlamaya ait kayıt yapıldıktan sonra 2 Aralık 1989 Dünya etrafındaki dolanımını tamamlayıp, Hint Okyanusu üzerinden dünya atmosferine girerek etkinliğini sona erdirdi.

Helios ve Ulysses

Skylab, SMM ve daha sonraları yollanan Spacelab dünya etrafındaki yörüngeler üzerine yerleştirilmiş istasyonlardı. Bunların dışında Amerikan-Alman ortak yapımı olarak gerçekleştirilen ve Helios adı verilen iki araç ise doğrudan Güneşe yollandı. Başka bir deyişle Güneşin etrafındaki bir yörüngeye oturtuldu ki, bu da bir yapma gezegen gerçekleştirildi anlamına gelir. 190 günlük dolanım süresine sahip bu istasyon Aralık 1974'de fırlatıldı. Doğal olarak fırlatıldığında Güneşe 150×10^6 km uzaklıkta olan Helios 15 Mart 1975'de yörüngesi üzerinde Güneşe en yakın noktası olan 46×10^6 km uzaklığa erişti. Bu noktanın Güneşe uzaklığı, Merkür-Güneş ortalama uzaklığından daha küçüktür. Yani Güneşe Merkür'den daha fazla yaklaşabildi. İstasyon 12 ölçüm aracı içerip, ölçümelerini radyo yayını ile dünyaya ulaştırdı.

1976 yılının Ocak ayında Helios II fırlatıldı ve benzer bir yörüngeye oturtuldu. Bu yörüngeye Güneşe en yakın noktasının uzaklığı 43.4×10^6 km olduğundan, Helios II bu noktaya geldiğinde Güneşe bu kadar yaklaştığından Helios I'e göre Güneşe daha yaklaşmış oldu.

Her iki Helios'un 3 aylık süre içinde gözlemlerini tamamlayıp, sonuçları radyo yayını ile yollamaları planlanmıştı ama, çok daha uzun süre çalıştılar ve gözlem sonuçlarını yollamayı sürdürdüler. Helios I 1986'ya kadar dünyadan kumanda edilebildi. Fakat 1986 yılı başlarından itibaren kumanda edilememeye başlandı; verici yönü dünyadan uzaklaştı ve haber alınamaz oldu. Helios II'de ise 1980'de bir sıcaklık sorunu oldu ve 3 Mart 1980'de araç devre dışı kaldı.

Helios'lardan Güneşten fırlatılan ve dünyaya ulaşan gaz kütleleri hakkında bilgi beklenmekteydi. Fakat bu araçların yörüngeleri, dünyanın Güneş etrafındaki yörüngesi gibi, Güneşin ekvator düzlemine yakındı. Böyle bir yörünge ise, Güneş ekvatoru ve

ekvatora yakın bölgelerden fırlatılan bu çeşit gaz maddeler hakkında bilgi vermeye yeterli olabilir. Güneşten kutuplar doğrultusunda fırlatılan gaz kütlelerinin incelenebilmesi için, yörüngesi bu bölgelerden geçecek istasyonlara gereksinim olduğu açıktır. Bu amaçla 1990 yılının Ekim ayında, yine bir ortak yapım olan ve Ulysses adı verilen araç fırlatıldı. Yörüngenin bu özel durumu nedeni ile, önce Jüpiter'e kadar gidip, burada Jüpiterin çekim etkisi ile ekliptik düzleme yakın olan yörüngesinden kurtulup, bu yörüngeden uzaklaşması ve Güneşin kutuplarından geçecek bir yörüngeye oturtulması planlandı. Planlandığı şekilde 1992 yılının Şubat ayında Jüpiter tarafından Güneş sistemine geri gönderilen Ulysses 1994'de Güneşin güney kutup doğrultusu yönünden ve 1995'de de kuzey doğrultusu yönünden geçti.

Uzay istasyonlarından elde edilen MÖ, UMÖ ve X-ışınımındaki fotoğraflar Güneş fizikçilerinin önüne o zamana kadar hiç görmedikleri Güneş görüntüleri serdi. Bu yeni görüntülerle birlikte Güneş araştırmalarında yeni bir çağ başlamış oldu; tekniği, verileri, kavramları değişik bir çağ. Ancak belirtilmelidir ki, elde edilen verilerle Güneşe ait gözlemsel materyal tamamlanmış değildir. Çünkü her istasyon bir öncekine göre daha ileri tekniğe sahip olduğundan, ya yeni bir veri ya da daha önce elde edilenlere ait daha fazla ayrıntı ortaya koymaktadır. Bundan sonraki bölümde, uzay istasyonlarından elde edilen gözlem sonuçları verilecektir.

Uzay Araçlarından Elde Edilen Bulgular

Bulgulara geçmeden önce kısaca gözlem yöntemlerine değinmekte yarar var. Korona sıcaklığının bir milyon derece mertebesinde olduğu daha önce anlatılmıştı. Çünkü spektrumunda gözlenen yüksek derecede iyonlaşmış elementlere ait spektral çizgiler ancak bu derece yüksek sıcaklıkta oluşabilirler. Örneğin FeX ola-

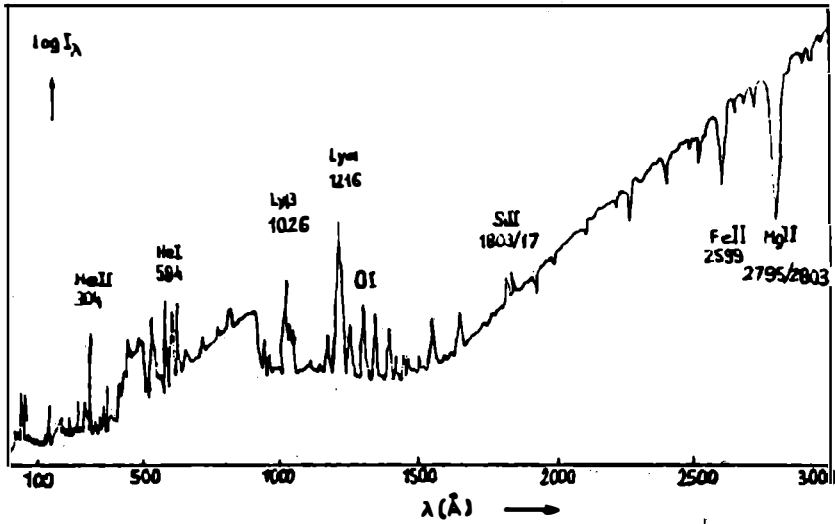
rak gösterilen dokuz elektronunu kaybetmiş demire ait 6374 Å dalga boylu spektrel çizginin meydana gelmesi için ortamın sıcaklığının 1000000°K olması gerekir. Fakat bazı yüksek derecede iyonlaşmış elementlere ait spektrel çizgilerin dalga boyları MÖ, UMÖ veya X-ışınımı bölgelerine rastlayabilir. Örneğin bir defa iyonlaşmış helyum (HeII) atomları 304 Å dalga boyunda ışı-nım yayınlar. Aynı şekilde iki defa iyonlaşmış karbon (CIII) 977 Å ve beş defa iyonlaşmış oksijen (OVI) 1032 Å dalga boylarında ışı-nım yayınlar. Fakat helyum atomlarının bir defa iyonlaşıp bu dalga boyunda ışı-nım yayınlaması için sıcaklığın 50000°K , CIII ve OVI için ise, sırası ile 100000°K ve 300000°K sıcaklık gerekir.

Diğer taraftan 304 Å dalga boylu ışı-nımla Güneşin in-celenmesi ve fotoğrafının elde edilmesi, Güneşin bu ışı-nımdaki spektrohelyogramının elde edilmesi anlamına gelir. Bu spekt-rohelyogramın ortaya koyduğu görüntü Güneş atmosferinde hem helyum dağılımını, hem de 50000°K sıcaklığındaki bölgeyi gös-terir. Aynı şekilde 977 Å ve 1032 Å dalga boylarında elde edilen spektrohelyogramlar sırası ile hem CIII ve OVI elementlerinin Güneş atmosferindeki dağılımını, hem de 100000°K ve 300000°K sıcaklık bölgelerini gösterir. Fakat bu dalga boylarındaki ışı-nımlar atmosfer nedeni ile dünyaya varamadığından, bu ışı-nımlarla ya-pılacak gözlemler ancak uzay istasyonlarından yapılabilir ve spekt-rohelyogramlar bu istasyonlardaki spektrohelyograflarla elde edi-lebilir. Aynı şekilde X-ışınımı teleskopları ile elde edilen görüntüler koronaya aittir. Çünkü X-ışınımı 1000000°K 'nın üs-tündeki sıcaklığa sahip gaz ortamında oluşur.

Geçiş Bölgesi

Skylab'daki büyük teleskobun yardımı ile Güneşin MÖ ve UMÖ spektrumunu incelemek mümkün olmuştur. Şekil 7-2 Gü-neşin MÖ ve UMÖ bölgesi spektrumunu göstermektedir. Daha

sonra bu spektrumdaki değişik dalga boylarındaki ışınlama spektroheliyogramlar da elde edilebilmiştir. Bu gözlemlerden yaklaşık 100000°K ile 700000°K sıcaklıkları arasında, çok ince bir bölgenin varlığı ortaya konmuştur. Bu bölgeye “geçiş bölgesi” adı verilir.



Şekil 7-2 Mor ötesi (=MÖ=UV) ve uzak mor ötesi (=UMÖ=EUV) ışınlama bölgesindeki Güneş spektrumu.

Yoğunluğu çok düşük ve çok ince bir tabaka olan geçiş bölgesinin beyaz ışıktaki gözlenmesi olanaksızdır. Bununla beraber spiküllerle kaplı kromosfer yüzeyini saran ince bir zarf şeklinde kabul edilebilir. Kromosferin yüzeyi düzgün olmadığından, geçiş bölgesi de düzgün olmamalı ve en az spiküllerin değişim hızı ile sürekli bir değişim içinde olmalıdır ki, bu da gözlenmesini zorlaştıran bir diğer etkidir.

Geçiş bölgesi sadece iyonlaşmış elementlere ait, belli dalga

boylarında spektrel çizgiler ile gözleendiğinden, her spektrel çizgi ile elde edilen görüntü belli bir sıcaklıktaki geçiş bölgesini ortaya koyar. Göreceli olarak düşük sıcaklıkta oluşan spektrel çizgilerle elde edilen geçiş bölgesi görüntüsü kromosferinkine benzer. Özellikle CaII'nin K çizgisi olarak bilinen spektrel çizgideki kromosfer görüntüsünün gösterdiği ağ yapı geçiş bölgesi görüntüsünde de görülür. İyonlaşmış elementlerin spektrel çizgilerinin oluşması için gerekli sıcaklık değeri yükseldikçe, bu çizgilerle elde edilen görüntüdeki ağ yapı gittikçe zayıflar. Şöyle bir örnek verilebilir: 100000°K sıcaklıkta oluşan OIV'e ait ve 700000°K sıcaklıkta oluşan NeVII'e ait spektrel çizgilerin dalga boylarındaki ışınlama ile elde edilen görüntülerde ağ yapı açıkça görülür; birincide çok belirgin ve şiddetli, ikincide daha az belirgin olarak. Fakat 1000000°K sıcaklıkta oluşan MgX'a ait 625 Å dalga boylu spektrel çizgi ile elde edilen görüntüde ağ yapı görülmemektedir. Bu ilginç gözlem bulgusundan şu sonuç çıkar: Kromosferik ağ yapının nedeni olarak kabul edilen manyetik alanın ince yapısı geçiş bölgesinde etkili, koronada etkili değildir. Fakat bu sonuç koronada manyetik yapı olmadığı anlamına gelmez. Çünkü, X-ışınımı ile elde edilen korona görüntülerinde çok ilginç başka manyetik yapılar gözlenmektedir.

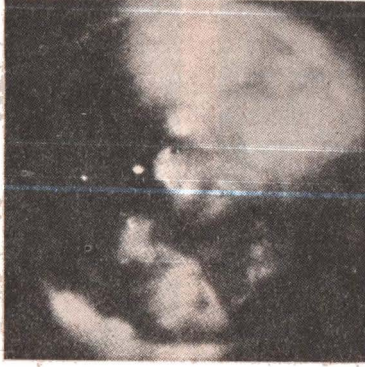
Aktif Bölgelerin Üzerindeki Parlak X-İşınımı Bölgeleri

7 Mart 1970 tarihindeki Güneş tutulması başlamadan birkaç dakika öncesinde bir roketle elde edilen Güneşin X-ışınımı^(*) görüntüsü Şekil 7-3'de ve tutulma anında koronanın beyaz ışıktaki görüntüsü Şekil 7-4'de görölmektedir. İki şeklin karşılaştırılmasından X-ışınımının, beyaz ışıktaki gibi, koronal akıntı

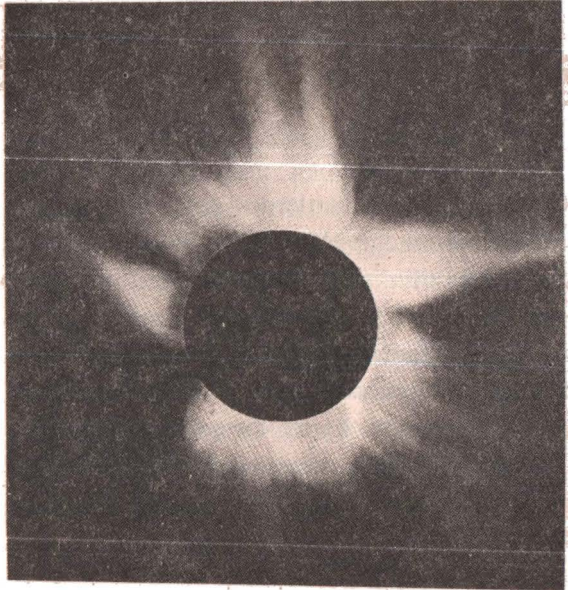
(*) X-ışınımının $\lambda < 10 \text{ Å}$ olan bölgesine sert X-ışınımı, $\lambda > 10 \text{ Å}$ olan bölgesine yumuşak X-ışınımı bölgesi denilmektedir.

oluşturmadığı fakat koronal akındı tabanlarının parlak X-ışınımı bölgeleri olduğu anlaşılmaktadır. (Şekillerin konumları aynıdır.) Çünkü, koronanın sol üst ve alt bölgesindeki iki akıntının tabanında da kuvvetli X-ışınımı yayını bulunmaktadır. Ayrıca X-ışınımının diske yakın, yoğun korona bölgesinden yayınlandığı sonucu da ortaya çıkmaktadır.

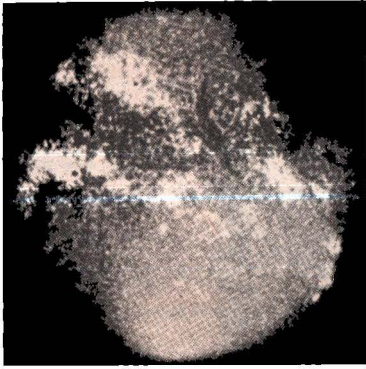
**Şekil 7-3 7 Mart
1970 tarihinde
Güneşin
X-ışınımındaki
görüntüsü.**



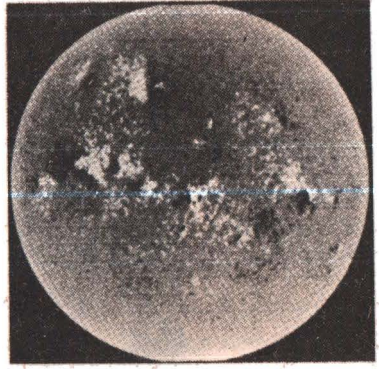
**Şekil 7-4 7 Mart
1970 tarihindeki
Güneş
tutulmasında
çekilmiş beyaz
ışık koronası.**



Şekil 7-5 aynı gün, yani 7 Mart 1970'de çekilmiş (a) CaII'nin K spektrohelyogramını (b) ve manyetogramı göstermektedir. Görüntülerin konumları Şekil 7-3 ve Şekil 7-4 ile aynıdır. Bu şekillerin karşılaştırılmasından, X-ışınımı parlak bölgelerinin kromosferik aktif bölgelerin (AB) bulunduğu bölgelerin üstünde yoğunlaştığı anlaşılmaktadır.



(a)



(b)

Şekil 7-5 7 Mart 1970 tarihine ait (a) CaII'nin K spektrohelyogramı, (b) aynı tarihe ait manyetogram.

Daha önceki bölümlerde görüldüğü gibi, fotosferdeki lekegrupları ve lekegruplarını çevreleyen meşale alanları bağımsız olaylar olmayıp, aktif bölgelere ait olayların fotosferik bileşenleridir. Çünkü, kuvvetli bir manyetik alana sahip bu bölgelerin kromosferdeki izdüşümü olan bölgeler kromosferik meşale alanları ile çevrili olduğu gibi, bu bölgelerde parlamalar, aktif prominanslar da oluşur. Ayrıca kronografla yapılan gözlemlerden görülmüştür ki, bu bölge üzerindeki korona bölgesinde hem beyaz ışık hem de yeşil ($5303 \text{ \AA}$) ve kırmızı ($6374 \text{ \AA}$) demir çizgileri dalga boyundaki ışıınım daha parlaktır.

Yukardaki görüntülerden anlaşıldığı gibi, ayrıca aktivite bölgelerinin üzerine rastlayan korona bölgelerinde parlak X-ışınımı bölgeleri de bulunmaktadır. Diğer taraftan X-ışınımı bölgelerinin üzerinde koronal akıntılar da bulunduğundan, koronadaki parlak X-ışınımı bölgeleri ve koronal akıntılar aktivite bölgelerinin korona bileşenleridir.

İlmik (loop) Yapı

Skylab fotoğrafları çok değişik korona yapılarının yanı sıra farklı uzunlukta ilmik şekilli yapıların varlığını ortaya koymuştur. Parlak X-ışınımı bölgeleri oldukça uzun ilmiklerle, ya da X-ışınımı arkları ile birbirine bağlanmaktadır. X-ışınımı görüntüsü fotoğraflarında lekegrupları gözükmemekle beraber, yukarda anlatıldığı gibi, koronadaki parlak X-ışınımı bölgeleri aktivite bölgelerine ait olduğundan, bu bölgelerin altındaki fotosfer bölgesinde lekegruplarının var olduğu bilinmektedir. Bu durumda lekegruplarının X-ışınımından oluşan uzun ilmiklerle birbirine bağlandığı sonucu ortaya çıkar. Yani ilmiğin bir ayağı bir lekegrubunda, diğeri bir başka lekegrubundadır. Kısa koronal ilmikler ise genellikle aynı X-ışınımı bölgesi içindedir. Yani aynı parlak bölgeden çıkıp, aynı bölgeye döner. Uzun ilmiklerle karşılaştırılarak, kısa ilmiklerin aynı grup içindeki lekeleri birbirine bağladığı sonucuna varılabilir. Güneş lekelerinin kuvvetli bir manyetik alana sahip olduğu bilinmektedir. Bir lekegrubunun ön ve arka lekeleri bir çubuk mıknatısın kutupları gibidir. Kuvvet çizgileri bir kutuptan çıkar, diğerinden girer. Böyle bir mıknatısın etrafına demir tozu serpilerek kuvvet çizgilerinin yolları belirlenir. Lekegrubunun fotosfer üzerinde bir çubuk mıknatıs olarak düşünülmesi ile, ilmik yapının lekegrubunun manyetik kuvvet çizgilerinin koronadaki izleri olduğu kolayca anlaşılır. Buradan da ilmik yapının lekegruplarının etkisi ve kontrolü altında olduğu sonucu ortaya çıkar.

Koronal Parlak Noktalar

Yumuşak X-ışınımı ile Skylab'dan elde edilen görüntüler üzerinde, diğer yapısal özelliklerin yanı sıra, parlak noktalar da görülmektedir. X-ışınımı parlak noktalar olarak nitelendirilebilen bu noktaların sayıları oldukça büyük (10 ila 100 arasında) fakat ömürleri kısadır; bir saatten daha kısa veya birkaç saat varlıklarını sürdürüp, kaybolurlar. Öyle ki, bir veya birbuçuk saat ara ile çekilmiş fotoğraflar ard arda getirilip, sinema şeridi şekline sokulup gösterilse, Güneş yüzeyi kıvılcımlar saçıyor gibi görünecektir.

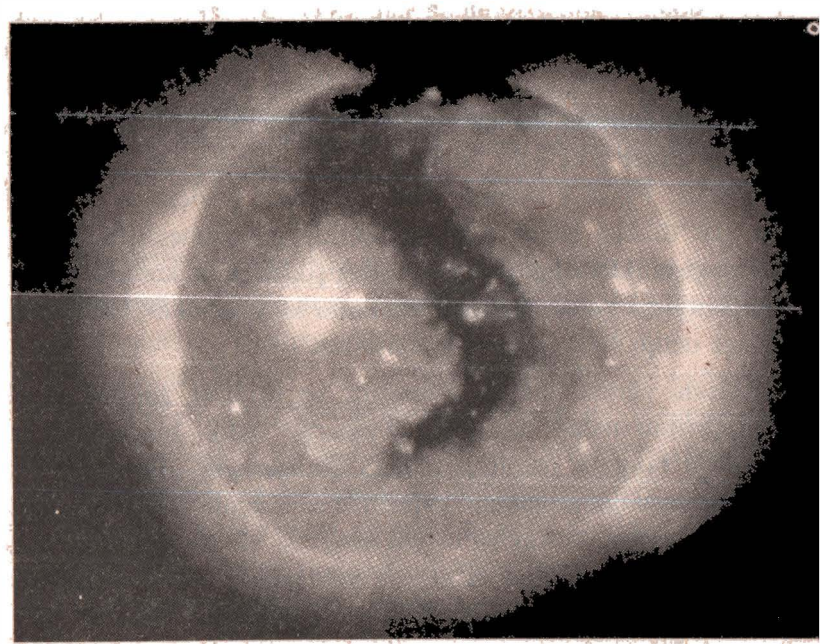
Koronanın yumuşak X-ışınımı görüntüsü ile fotosferin manyetik yapısını gösteren görüntü üst üste çakıştırıldığında, koronadaki X-ışınımı parlak noktalar ile fotosferdeki 2-kutuplu zayıf manyetik bölgelerin çakıştığı görülür. Bazı X-ışınımı parlak noktalarının altında ise manyetik akı tüpleri bulunmaktadır. Bütün bunlar koronanın X-ışınımı yapısının Güneşin manyetik yapısı ile sıkı ilişkili olduğunu ortaya koymaktadır.

Manyetik yapı ile olan ilişkinin somut olarak ortaya konması için Güneş manyetik yapısına ait bir ölçeğin belirlenmesi gerekir. Bu amaç için en uygun ölçü "manyetik akı" olup, şöyle tanımlanmaktadır: manyetik alanın manyetik alan şiddeti ile fotosfer üzerinde kapladığı alanın çarpımı. Manyetik akı, Güneş lekeleri gibi, Güneş aktivite çevriminin bir göstergesi, bir ölçek değeridir. Çünkü, leke maksimumu zamanında büyük lekegrupları ve büyük aktif bölgelerin sayısı büyük olduğundan manyetik akı da büyüktür. Leke minimumunda ise küçüktür. Fakat X-ışınımı parlak noktaların keşfinden sonra bu konudaki düşünceler değişmiştir. X-ışınımı parlak noktalarının herbirinin manyetik alan şiddeti küçük olmakla beraber, hem sayıları çok, hem de sık sık oluşmaktadırlar. Ortalama olarak lekelerin ve aktif bölgelerin yayınladığı manyetik akı kadar akı yayınlamaktadırlar. Diğer taraftan X-ışınımı parlak noktaların sayısının ve manyetik akı etkisinin minimum za-

manlarında, maksimum zamanlara göre daha büyük olduğu şeklinde bir görüş de vardır. Fakat Skylab ve SMM uzay istasyonlarının gözlem zamanları arasında oldukça uzun bir boşluk olduğundan, bir çevrime ait eksiksiz veri dizisi elde edilememiştir. Bu nedenle bu konuda henüz kesin bir kanıya varılamamıştır.

Koronal Delikler

Uzay araçlarından elde edilen korona görüntülerinin ortaya koyduğu; 22 yıl öncesine kadar varlıkları bile bilinmeyen, ilginç bir yapı da koronal deliklerdir. Skylab'dan yumuşak X-ışınımı ile elde edilmiş birçok korona görüntüsünde belli bir bölgeden ışınım



Şekil 7-6 Skylab'dan saptanan bir koronal delik.

yayınlanmadığı, yani belli bir bölgenin karanlık olduğu görülür. Bu karanlık bölgelere “*koronal delik*” adı verilir. Şekil 7-5’de verilen koronal delik Skylab’ın saptadığı onlarca koronal delikten biridir. Büyüklüğü ve Güneş yüzeyine göre konumu bakımından ilginçtir. Bir kutuptan başlayıp, bir yarım küreyi geçip ekvatoru aşmış ve diğer kutba oldukça yaklaşmıştır. Başka bir deyişle Güneşi hemen hemen bir baştan bir başa kaplamıştır. Güneşin dönmesi nedeni ile birbirini izleyen günlerdeki görüntülerde, koronal deliğin Güneş yüzeyindeki konumu doğal olarak değişmiştir. Fakat şekli çok az değişmiştir.

Şekil 7-6’dekine benzer, kuzey-güney doğrultusu boyunca uzanmış koronal delikler ilk gözlemlendiğinde astronomlar, Güneşin birkaç dönme süresi sonunda bunların şekillerinin çok değişeceği ve 3-4 dönme süresi sonunda tanınmayacak şekle dönüşecekleri beklentisine girmişlerdi. Çünkü, diferansiyel dönme nedeni ile Güneşin ekvator bölgesinin açılal hızı, kutup bölgelerine göre çok büyük olduğundan, her dönme süresi bitiminde, ekvator bölgesi diğer bölgelere göre daha doğuya kaymış olacağından, bu beklenti yerindedir. Fakat 8 dönme süresi boyunca gözlenmiş olanlarda bile, çok dikkati çeken şekil değişikliği gözlenmemiştir. Sadece ufak değişiklikler olmuştur ki, bu değişiklikler de koronal deliğin kenarlarındaki komşu koronal yapıların koronal delik bölgelerine kayarak deliği doldurmaları ile olmuştur.

Korona görüntülerinin kromosfer ve fotosfer görüntüleri ile karşılaştırılmasından koronal deliklerin aktif bölgelerin bulunmadığı bölgeler üzerinde olduğu görülmüştür. Bu nedenle de Güneş çevriminin minimum evresinde sayılarının çok olması beklenir. Gerçekten de Skylab’ın gözlemlerini sürdürdüğü dönemde, Güneş aktivitesi minimum evreye yaklaşmakta olduğundan çok sayıda ve önemli ölçüde büyük koronal delik saptanmıştır. Buna karşın SMM Güneşi maksimum evreye yakın bir zamanda gözlediğinden, birkaç ufak koronal delik gözleyebilmiştir. Aktivite mi-

numumunda koronal delikler Güneş yüzeyinin % 20'sini kaplar ve daha çok kutuplar bölgesinde bulunur. Ekvator bölgesinde veya ekvatora yakın olanlar da, genellikle daha önce kutup bölgesindekilerle bağlantılı olmuş olanlardır.

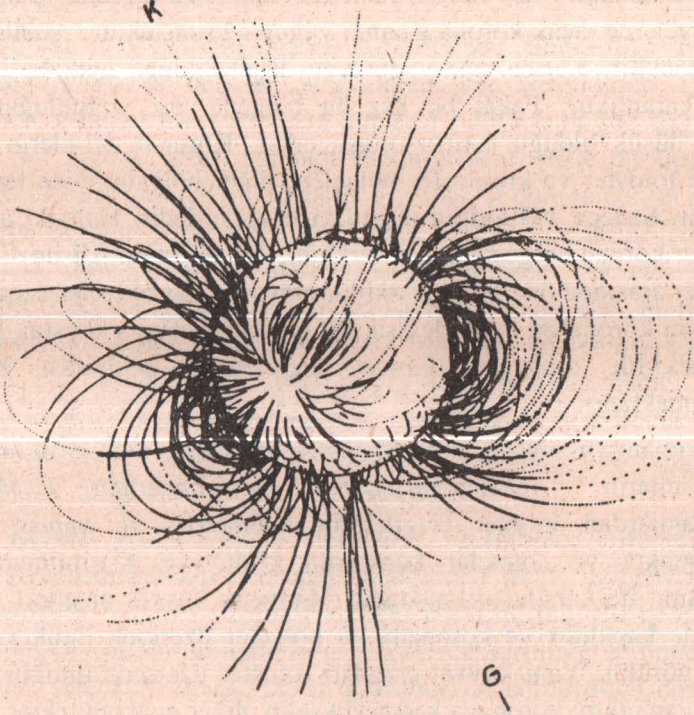
Koronal Delik Nedir?

Koronal delik nedir? sorusuna yanıt aramak, "Koronal delik neden karanlıktır?" ya da "Koronal delik neden ışını yayınlamamaktadır?" sorularına yanıt aramaktır. Bu sorular, "Çünkü, bu bölgelerde sıcak korona gazının yoğunluğu düşüktür." şeklinde yanıtlanabilir. Kısaca, gaz yoğunluğu düşük olduğu için, bu bölgeler karanlıktır. Fakat bu kez bu bölgede gaz yoğunluğunun neden düşük olduğu sorusu ortaya çıkar. Koronal deliklerin altındaki fotosfer ve kromosfer bölgeleri, diğer bölgelerinden farklı değildir. Sadece AB'lerinin dışındaki bölgelerdedir. Halbuki aynı bölgeler korona bölgesinde çok farklıdır. Bu durumda AB ile diğer bölgeler arasında önemli bir farklılık olmalı ki, bu bölgeler üzerine rastlayan korona bu denli değişik bir görünüm ortaya koysun. İşte bu farklılık manyetik kuvvet çizgilerinin şeklinden kaynaklanmaktadır.

Koronanın manyetik alanı, fotosferin manyetik alanına ait manyetogramların incelenmesinden anlaşılmaktadır. Manyetogramlardan kuvvet çizgilerinin geometrisi ve yapısı hesaplanmakta ve sonuçlar koronanın UMÖ ve X-ışınımındaki görünümü ile karşılaştırılmaktadır. Manyetik kuvvet çizgileri AB üzerinde kapalıdır ve koronada bu bölgeler üzerinde ilmiik veya arklar görülür. Yani kuvvet çizgileri fotosfer üzerinde ilmiğin bir ayağından çıkıp, koronaya kadar yükselip, diğer ayaktan tekrar fotosfere girmektedir. Koronal deliklerin altındaki bölgelerde ise kuvvet çizgileri açıktır. Fotosferden çıkarlar, dışa doğru uzanırlar. Açık kuvvet çizgileri ise, Güneş gazının gezegenlerarası ortama

akmasına neden olur. Bu durumda gaz dışa aktığından, koronal delik bölgelerinde gaz yoğunluğu, dolayısı ile ışıınım düşüktür.

Bazı astronomlar manyetogramlardan yararlanarak kapalı ve açık manyetik alan çizgilerini bir arada gösteren korona modelleri oluşturmaktadırlar. Bu modellere görünümünden dolayı “saçlı top” modeli adı verilmektedir.



Şekil 7-7 Saçlı top modeli.

Koronal Akıntılar

Korona uzay istasyonlarından beyaz ışıktaki gözlemler ve Güneş tutulmaları aracılığı ile beyaz ışıktaki gözlemler dünya üzerinden de yapılabilmekle beraber, koronografla koronanın sadece en parlak iç bölgelerinin fotoğrafı çekilebilir; atmosferin etkisi ile dış kısımları görüntüde saptamak mümkün değildir. Güneş tutulmalarında elde edilen beyaz ışık korona fotoğrafında görüntü, koronografla elde edilene göre, daha uzak bölgelere kadar uzanırsa da tüm görüntünün fotoğrafını elde etmek yine de mümkün değildir. Çünkü en uygun koşullarda oluşan tutulmalarda bile, ekliptik bölgede atmosferden yansıtılan bir miktar Güneş ışınımı kalır. Bu nedenle, beyaz ışıktaki koronanın iyi bir görüntüsünü dünyadan elde etmek mümkün değildir.

Skylab'dan elde edilen beyaz ışık korona fotoğrafları, birkaç Güneş yarı çapı uzunluğuna kadar uzanan, pek çok ince uzun akıntılar içerir. "*Koronal akıntı*" olarak isimlendirilen bu akıntıların şiddeti dışa doğru gittikçe azalır. Muhtemelen göründüklerinden daha da uzağa yayılırlar. Bu şekildeki akıntılar tutulma fotoğraflarında gözükmeyle beraber, bu kadar uzağa kadar izlenemezler. Ayrıca tutulmalar uzun zaman aralıkları ile meydana geldiğinden, gelişimlerini izlemek olanaksızdır.

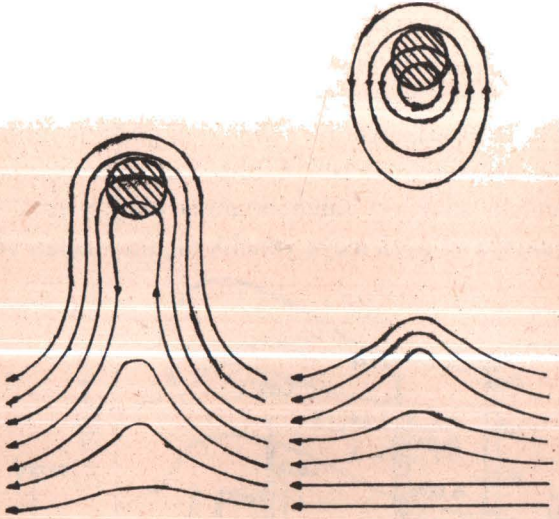
Skylab fotoğraflarından bu akıntıların büyük AB'lerinin üzerinde olduğu görülmüştür. AB'ler uzun ömürlü olduğundan, bunların da uzun ömürlü olacakları düşüncesi ile gelişimleri izlendi. Doğal olarak ancak 14 günlük aralıklarla olan gelişim izlenebildi. 14 gün aralıklarla AB'leri Güneşin doğu ve batı kenarına geldiğinde koronografin çektiği fotoğraflarda koronal akıntılar izlendi. 14 gün aralıklı gözlemler, bu bölgelerin esas yapısının çok değişmediğini, ayrıntılarda değişiklikler olduğunu ortaya koymaktadır. Akıntıların bazıları yok olurken, yeni bazı akıntılar çıkar. Fakat yaklaşık 2 dönme süresi sonunda yapı ilk görünümünden oldukça farklı olacak şekilde bir değişime uğrar.

Geçici Kabarcıklar (Transients)

Bazen herhangi bir nedene bağlı olmaksızın beyaz ışıpta büyük bir korona bölgesi bir sabun kabarcığı gibi yükselir ve uzaya uçar. Genellikle altındaki AB'de böyle bir itici kuvvet oluşturacak aktif bir olay olmadığı halde, böyle bir çıkış gözlenir. Koronada böyle bir kabarcık yükselmesi, aktif filamentlerde gözlenen "prominans çıkışı" olayına benzetilebilir. Çünkü, her ikisinde de böyle bir olayın beklenmesini gerektirecek bir neden olmadan bu çıkışlar oluşur. Ayrıca her iki olay çıkış hızları bakımından da benzer. SMM gözlemleri bir kabarcığın hızının ortalama 200 ila 1000 km/sn değerlerine kadar yükseldiğini ortaya koyar; bu değer prominans değerleri için de aynıdır.

Koronal deliklerin aksine, manyetik çizgilerin kapalı olduğu manyetik bölgelerde Güneş plazması Güneşi terketmez; ancak kuvvet çizgileri boyunca hareket edebilir. Bu durumda "*geçici kabarcık*" adı verilen, sabun köpüğü kabarcığı şeklindeki bu madde yükselmesi ve uzaya uçması nasıl gerçekleşebilir? Şöyle gerçekleşebilir: Koronanın yüksek bölgelerine kadar uzanmış kapalı bir manyetik alana ait kuvvet çizgileri ile yeterince yükselmiş plazma ortamı itici bir kuvvetin etkisinde kalırsa daha yükselir fakat donmuş kuvvet çizgilerini de beraberinde taşır. Ayakları belli böyle kapalı manyetik kuvvet çizgilerinin çok yükselmesi, zıt yönlü kuvvet çizgilerinin birbirine yaklaşmasına ve birbirlerini yok etmesine neden olur. Şekil 7-8'den de görüldüğü gibi, belli bir yüksekliğe erişmiş kuvvet çizgileri yeni bir manyetik akı oluşturacak şekilde bir araya gelip, asıl manyetik bölgeden ayrılır. Plazma manyetik olarak Güneşten kopmuştur ve serbest olarak uzayda hareket edebilir. Böylece geçici kabarcıkların kapalı manyetik alanlardan kopmuş plazma topları olduğu anlaşılmaktadır.

Şekil 7-8 Çok yükselmiş bir plazmanın beraberinde taşıdığı kuvvet çizgilerinin birbirini yok etmesi ve plazma topunun ayrılması.

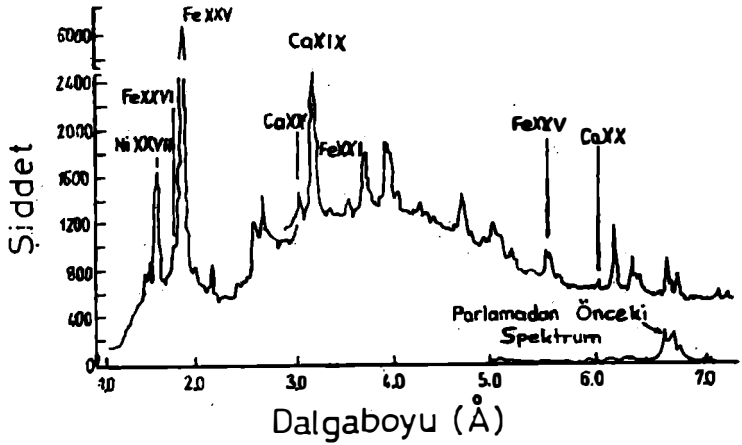


Koronal Parlamalar

1960'lı yıllarda parlama olaylarının sadece $H\alpha$ ışınımındaki parlaklık artışı olmayıp koronada, bir patlama olarak nitelendirilebilecek, parlaklık artışları da olduğu anlaşıldı. İlk önce roketlere yerleştirilmiş yüksek ayırma güçlü spektrograflarla MÖ ve UMÖ ışınım bölgelerinde parlamaların spektrumları elde edildi. Bu spektrumlar He II'ye ait $304 \text{ \AA}$, HeII'e ait $584 \text{ \AA}$ dalga boylu spektrel çizgilerin yanı sıra yüksek iyonlaşma derecelerinde Fe ve Mg'a ait spektrel çizgiler de gösterir ki, bunlar tipik iç korona çizgileridir.

Daha sonraları OSO uydularından bir parlamanın yumuşak X-ışınımı bölgesindeki spektrumu elde edildi. Şekil 7-9'da bir bö-

lümü gösterilen bu spektrum birçok yüksek derecede iyonlaşmış demir çizgileri ile beraber 25 defa iyonlaşmış demire (FeXXVI) ait bir spektral çizgi de içerir. 25 elektronunu kaybedip, tek elektrona sahip demir atomlarının ışınım yayınlaması için sıcaklığın 20000000°K olması gerekir. O yıllarda bu derecedeki sıcaklık şüphe ile karşılanıyordu. Fakat yeni gözlem verileri yardımı ile bu şüphe giderildi. Skylab ve SMM uzay araçlarına 5000000°K'nin üstündeki sıcaklığa sahip ortamda oluşabilecek spektral çizgileri saptamaya ve gözlemeye yönelik ölçüm araçları yerleştirildi.

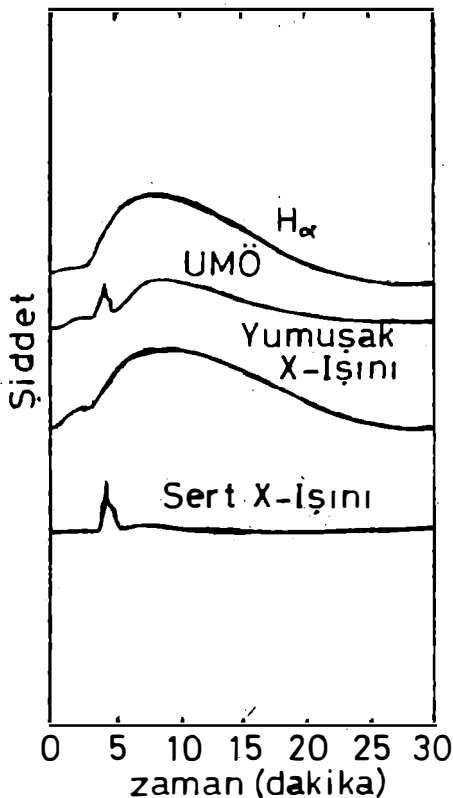


Şekil 7-9 Yumuşak X-ışınımındaki bir parlama spektrumu.

Ne yazık ki, Skylab X-ışınımı gözlemleri ile bir parlama baştan sona kadar izlenip, gelişimi tam olarak sergilenebilecek şekilde bir gözlem dizisi elde edilemedi. Mamafih Skylab astronotlarından G. Gibson bir parlamanın başlangıcını yakalayabildi ve araçları bir

parlamayı ayrıntılı izleyebilecek şekilde ayarlayabildi. Bu başarının ardından, insansız bir araç olmasına karşın SMM istasyonundan parlama gözlemleri yapılabildi.

Şekil 7-10 Bir parlamanın farklı ışınım bölgelerinde zamana göre şiddet değişimi.



Şekil 7-10 bir parlama süresince değişik dalga boyu bölgelerinde ve H α ışınımında zamana göre şiddet değişimini göstermektedir. Parlamalar UMÖ ve sert X-ışınını bölgelerinde en büyük enerjiyi ilk birkaç dakika içinde yayınlamaktadırlar. Yine de, bu dört ışınım özelliğinden yararlanıp, bir parlama olayını tam

olarak açıklamak mümkün değildir. Çünkü, her parlama olayı gösterdiği kendine özgü özellikler ile olayı biraz daha karmaşık yapmaktadır.

Parlamalar şekilsel olarak iki sınıfta incelenenelmektedir:

1) Kompakt parlamalar, 2) İki-Şerit parlamaları.

Kompakt parlamalar korona ışınımında bir parlaklık artışı olarak kendini gösterir ve bu parlamayı, fazla bir yapısal özellik göstermeyen bir ilmik veya ark yapı izler. Bu şekildeki parlamaların büyük olanları bir AB'ni kaplayacak ilmik yapı içerirken, küçükler ancak UMÖ ve X-ışınımında parlak noktalar olarak gözlenir ve bunlara herhangi bir kromosferik olay eşlik etmez.

İki-Şerit olarak isimlendirilen ve kromosferde gerçekten iki-şerit görünümü veren büyük parlamalardır. UMÖ ve X-ışınımında büyük parlak koronal ilmikler gösterir ve kromosferik İki-Şerit bu ilmiklerin ayaklarını oluşturur. Yani, ilmik, manyetik olarak nötral olan bölge üzerinde bir köprü gibidir. İki-Şerit parlamalarındaki ilmik yapı kompakt parlamalarinkinden farklıdır. Çünkü, bunlardaki ilmik veya ark yapı parlamanın maksimum evresinde meydana gelir ve ard arda gelen enerji artışları şeklinde tekrarlanır. Yani, maksimum evrenin geçtiğini işaret etmez.

Çok büyük İki-Şerit parlamalarında 10^{32} erg değerinde toplam enerjinin açığa çıktığı hesaplanmıştır. Bu enerji, X, UMÖ ve görsel ışınım bölgelerinde kuvvetli çizgiler olarak termal(sıcaklık) enerji, ivmelendirilmiş yüklü partiküller olarak termal olmayan enerji ve plazma hareketi şeklinde kinetik enerji olarak yayınlanır.

VIII

Güneş Aktivitesinin Dünyaya Etkisi

Güneş lekelerinin ve çevriminin keşfinden itibaren dünya üzerindeki birçok olaydan leke çevrimi sorumlu tutulmaya ve bazı olaylarla arasında ilişki kurulmaya çalışılmıştır. Ürün bolluğu, doğum veya ölüm oranlarında artma ya da azalma, ruhsal hastalıklarda artma, toplumsal huzursuzluklar vb. gibi. Dünya ısını ve ışığını Güneşten aldığına göre, leke çevriminden etkilendiğini düşünmek ilk bakışta akılcı görülmektedir. Çünkü, çevrimin maksimum evrelerinde Güneş yüzeyi lekelerle doludur ve lekelerin sıcaklığı lekesiz yüzeyden yaklaşık 1000°K daha soğuktur. Bu durumda çevrimin maksimum evrelerinde, minimum evrelere göre, dünyaya daha az ısı geleceği, ortalama ısının azalacağı ve iklimin değişeceği düşünülebilir. Bu değişikliğe bağlı olarak dünya üzerinde yetişen her türlü ürünün ve canlıların etkileneceğini düşünmek insana doğru görünebilir. Fakat dünya Güneş etrafında yıllık dolanımını sürdürürken, Güneşe en yakın olduğu zaman Ocak ayına rastlar ve bu konumda dünyaya gelen ışınlam % 7 daha kuvvetlidir. Buna karşın bu ayda kış mevsimini yaşamakta olan kuzey yarım kürede, kış koşulları içinde bu artma fark edilmez. Çevrimin maksimum evresinde Güneşin dünyaya yönelik yüzünde oluşan çok sayıda leke grubunun ortaya koyduğu etki ise çok daha küçüktür ve mevsimlerin ortaya çıkardığı yerel atmosferik etkiler içinde kaybolur. Etkin gözlemlere ve bilimsel verilere dayanmadan

iddia edilen bu tür ilişkiler kısa zamanda unutulmuştur. Mamafih bu tür ilişkiler arasında, ağaçların gövdelerindeki yıllık halkalar ile ilgili olanından söz etmeye değer. Çünkü, gözlemlere ve gözlemlerden çıkarılan bulgulara dayalıdır ve uzun süre gündemde kalmıştır.

Uzun ömürlü ağaçların gövdelerinde oluşan yıllık halkaların kalınlığı eşit değildir. Başlangıçta bu halkaların kalınlığı ile oluştuğu yıla ait iklim koşulları arasında ilişki olduğu düşünülmüştü. Halka ne kadar kalın ise, o yıla ait koşulların o kadar iyi olduğu kabul edilmişti. Çünkü, belli bir bölgeye ait ağaç kütüklerinde farklı kalınlıkta halkalar önce kalın, sonra ince, daha sonra daha ince vb. gibi olmak üzere bir dizi oluşturmaktaydılar ve o yöredeki ağaçlarda bu diziler benzerdi. Öyle ki, halka dizileri karşılaştırılarak, kütüklerin birbirlerine göre yaş farkları saptanabiliyordu. Ayrıca yeni kesilen bir ağacın halkaları diğer kütüklerinkilerle karşılaştırılarak, hem kütüklerin ne zaman kesildikleri, hem de mutlak yaşları hesaplanabiliyordu.

Daha sonraları birçok ağaç gövdesinde birbirini izleyen kalın ve ince halkaların 10'ar veya 11'er yıllık diziler oluşturduğu görülmüş ve bu, leke çevriminin göstergesi olarak yorumlanmıştır. Fakat bu ilişki kanıtlanamamıştır. Çünkü, bu etki çevrime ait olsa, tüm dünya üzerindeki ağaçların aynı dönemlere ait halka dizilerinin aynı özellikleri taşıması gerekir. Halbuki böyle bir ilişki saptanamamıştır. Bu nedenle, ağaç gövdelerindeki halka kalınlıklarına ait diziler o bölgelere ait yerel iklim koşulları ile açıklanabilir. Fakat iklim koşulları leke çevriminin sonucu olmadığından, ağaçlardaki halka dizilerinin nedeni de leke çevrimi değildir.

Buraya kadar anlatılanlardan şu sonuç çıkar: Leke çevriminin iklim koşulları üzerinde bir etkisi yoktur ve iklim koşullarına bağlı olaylarda, leke çevriminin etkisi aranmamalıdır. Fakat leke çevriminin dünyaya hiç etkisi yoktur anlamı çıkmaz. Gerçekte leke

çevrimine bağılı gibi görünen çok etki vardır. Fakat belirtilmelidir ki, bu etkiler başlangıçta leke çevrimine bağılı gibi ortaya çıkarılmış olmakla beraber, aslında leke çevrimi ile birlikte artan diğler olaylarla, özellikle de parlamalarla ilgilidir. Bu nedenle konu leke çevriminin dünyaya etkisi olmayıp, aktivite çevriminin dünyaya etkisidir. Aşağıda bu etkiler verilecektir.

Radyoaktif Karbon ve Maunder Minimumu

Dünyamız sürekli olarak, kozmik ışınlm adı verilen, yüklü tanecek akımının etkisi altındadır. Bu ışınlmı oluşturan tanecekler atmosferde azotla etkileşerek, azotu C^{14} olarak gösterilen bir karbon isotopuna dönüştürme özelliğine sahiptir. Bilindiğı gibi, normal karbon atomu C^{12} olarak gösterilir; bu gösteriş çekirdeğinde 12 nötron bulunduğı anlamına gelir. C^{14} çekirdeğinde ise 2 nötron fazladır. Fakat asıl önemli olan C^{14} izotopunun radyoaktif olması ve yarı ömrünün 5730 yıl olmasıdır. Bunun anlamı şudur: 5730 yıl içinde belli miktarda C^{14} izotopunun yarısı yeniden azot elementine dönüşecektir.

Eğer kozmik ışınlm kesilirse, var olan C^{14} izotopu zamanla azota dönüşür ve atmosferde gittikçe daha az miktarda C^{14} izotopu kalır; zaman daha da ilerledikçe hiç kalmaz. Eğer kozmik ışınlm kesintisiz sürerse, atmosferdeki C^{14} izotop miktarı belli bir düzeyde kalır. Çünkü, azot atomları sürekli olarak yeniden C^{14} izotopuna dönüşür. Eğer kozmik ışınlm zamanla azalıp, çoğalırsa, atmosferdeki C^{14} izotop miktarında da azalıp çoğalma olur.

Diğler taraftan C^{14} ve normal karbon kimyasal olarak farklı olmayıp, atmosferde karışık olarak bulunmakta, bitkiler tarafından CO_2 olarak özümlemekte ve ağaçların yıllık halkalarında depolanmaktadır. Fakat bu halkaların analizi ile normal ve radyoaktif karbon oranları da saptanabilmektedir. İşte bu oran ile güneş aktivitesi ilişkilidir. Aktivitenin maksimum evrelerinde radyoaktif karbon miktarı düşük, minimum evrelerde yüksektir.

Güneş aktivitesinin maksimum evrelerinde yüzeyinden uzaya sürekli madde ve yüklü partikül akımı olmaktadır ve bunlar manyetik kuvvet çizgileri boyunca uzaya yayılmaktadırlar. Dünya atmosferinin yakınına kadar uzanan bu manyetik kuvvet çizgileri kozmik ışınım üzerine itici bir etki yapar ve atmosfere girmelerini engeller. Dolayısı ile azot atomlarının C^{14} izotopuna dönüşümü durur. Bunun sonucu olarak da bu evrelerde radyoaktif karbon miktarı düşük olur. Minimum evrede ise, aksine boldur.

Düzenli Güneş gözlemlerinin geçmişi çok eski değildir. Günümüzden geriye gidildiğinde, ancak 1740'lı yıllara kadar olan zaman aralığı için rölâtif sayılar saptanabilmiştir. Bu nedenle günümüze kadar rölâtif sayılara göre saptanmış çevrim sayısı 22 dir. Ondan önceki çevrimler hakkında bilgi, ancak Güneş aktivitesini gösteren dolaylı bilgilerden çıkarılabilir. C^{14} izotop miktarı da bunlardan biridir. Bu amaçla, ağaç halkalarındaki radyoaktif karbon ve normal karbon miktarı arasındaki oran saptanarak geriye doğru gidildiğinde, 1460 ile 1540 yılları arasına rastlayan yıllarda Güneş aktivitesinin sürekli minimum evrede olduğu saptanmıştır. Diğer dolaylı gözlemler ve kayıtlardan böyle bir evrenin varlığından şüphe edilmekteydi. Bu evre "*Maunder minimumu*" olarak bilinmektedir. Radyoaktif karbon miktarına dayalı yöntem bu evreyi en somut bir şekilde ortaya koymuştur.

Güneş Aktivitesi-Radyo Haberleşmesi ve Mögel-Dellinger Olayı

Bugün radyo haberleşmesinin atmosferin iyonosfer tabakası yardımı ile yapıldığı bilinmektedir. (Bkz: bölüm 7) Dünyadan yollanan radyo dalgaları iyonosferden geçip uzaya gitmez; bir ayna yüzeyinde olduğu gibi, yeniden dünyaya yansıtılır. İyonosfere bu özelliği sağlayan Güneşin UMÖ ve X-ışınıdır. İyonosfer daha alt tabakalara göre, bu ışınlardan farklı etkilenir. Güneşin kısa dalga boylu dolayısı ile yüksek enerjili UMÖ ve X-ışını iyo-

nosferdeki elementleri iyonlaştırdığından, serbest hareket etmekte olan elektron ve protonlarla elektriksel olarak bir metal özelliğine sahip olur. Kısa dalga boyulu ışıyım ne kadar şiddetli olursa, iyonlaşma o kadar çok ve metal özelliği, dolayısı ile yansıtması o kadar iyi olur.

Radyo tekniğinde belli dalga boyulu radyo dalgasının hangi yükseklikten yansıtıldığı saptanabilmektedir. Bu iş için, belli dalga boyulu radyo dalgasının atmosfere dikey olarak yollanması ve bir alıcı ile tekrar alınması arasında geçen sürenin ölçülmesi yeterlidir. Çünkü, dalga hızı "c"ye eşittir.

Bu ölçümlerden uzun dalga boyulu (küçük frekanslı*) radyo dalgalarının iyonosferin en alçak tabakasından, daha kısa olanların biraz daha yüksek, en kısa dalga boylularının (yüksek frekans) ise daha da yüksek tabakalardan yansıtıldığı anlaşılmıştır.

Radyo tekniği uygulanarak belli yükseklikte tabakalar için limit frekanslar belirlenmiştir. Bu bir üst limit olup, bu yükseklikteki tabakadan ancak bu limitten küçük frekansda dalgaların yansıtılacağı

* Radyo tekniğinde radyo dalgalarının frekans birimi olarak Hertz (Hz ile gösterilir.) ve Hertz'in katları olan kilohertz (kHz) ve megahertz (MHz) kullanılır.

Eğer bir kaynak bir saniyede bir dalga yayınlarsa frekansı 1Hz, 1000 dalga yayınlarsa 1kHz ve bir milyon dalga yayınlarsa 1MHz dir. Radyo tekniğinde dalga boyu genellikle m cinsinden verilir. $\lambda.v=c$ bağıntısı $v=c/\lambda$ yazıldığında,

$$v = \frac{3000000000 \text{ m/sn}}{\lambda_m} = \frac{3000000000}{\lambda_m} \text{ Hz, veya}$$

$$v = \frac{300000}{\lambda_m} \text{ kHz. veya } v = \frac{300}{\lambda_m} \text{ MHz olur örneğin, } \lambda = 400 \text{ m}$$

$$\text{ise, } v = \frac{300000}{400} = 750 \text{ kHz. } \lambda = 21 \text{ cm ise, } v = \frac{300}{0.21} = 1428 \text{ MHz. dir}$$

anlamına gelir. Örneğin 115 km yüksekliğin limit frekansı 2.5 MHz dir. Yani bu yükseklikten 2.5 MHz'den daha yüksek frekansda radyo dalgası yayınlanamaz; fakat 2.5 MHz'den düşük frekanslar yayınlanabilir. Böylece iyonosferin farklı yüksekliklerine ait frekanslar bilinir.

Gerçekte limit frekans yüksekliğe dolaylı olarak bağlıdır; limit frekans aslında birim hacimdeki serbest elektron sayısı ile ilişkilidir. Başka bir deyişle, belli frekansda radyo dalgaları birim hacimde yeterince serbest elektron bulunan tabakalardan yansıtılabilir. Frekans yükseldikçe birim hacimdeki elektron sayısının büyümesi gerekir. Uygulamada birim hacim cm^3 ve cm^3 deki elektron sayısı elektron yoğunluğu olarak isimlendirilir. Limit frekanslar ile elektron yoğunluğu arasındaki ilişkiler de saptanmıştır. Örneğin, 2.5 MHz limit frekans için gerekli elektron yoğunluğu 600000'dir. Halbuki 4 MHz için bu değer 1600000'dir.

Diğer taraftan sistemli gözlemler limit frekanslara tekâbül eden yüksekliklerin günlük ve yıllık değişimlerinin olduğunu ortaya koymuştur. Bu da, elektron yoğunluğunu belirleyen etkinin Güneş ışıınımı olduğunu açıkça göstermektedir. Dünyanın farklı yerlerinden limit frekanslara tekâbül eden yükseklikler ve bunların günlük ve yıllık ortalamaları saptanmıştır. Uzun yıllara ait bu değerler dizisine bakıldığında, ortalama değerlerin de yıldan yıla değiştiği ve değişimin rölâtif sayı ile sıkı sıkıya ilişkili olduğu görülür. Rölâtif sayı büyüdükçe belli bir yüksekliğe tekâbül eden limit frekans da yükselmekte, küçüldükçe frekans da düşmektedir. Kısaca, limit frekanslar, dolayısı ile elektron yoğunluğu Güneş aktivite çevrimine bağlı olarak değişmektedir. Bu sonuç hem radyo tekniği, hem de Güneş fiziği bakımından önemlidir. Radyo tekniği bakımından, çevrimin maksimum yıllarında minimum yıllara göre, radyo haberleşmelerinde daha yüksek frekans kullanılmasının gerektiğidir. Güneş fiziği bakımından ise çevrimin maksimum evrelerinde güneşten daha fazla UMÖ ve X-ışınımının yayınlandığının göstergesidir.

Bütün bunların dışında, bazı bazı, belirli bir süre için radyo haberleşmesi birdenbire kesilir; bir süre sonra normale döner. Kısa dalga boylu yayında daha sık rastlanan bu kesilmelerin süresi birkaç dakika ile birkaç saat arasında olabilir. Bu olay alıcıların kısmen veya tamamen dünyanın Güneşe dönük olan bölgelerinde bulunduğu zaman meydana gelir.

Mögel-Dellinger olayı adı verilen bu olay kromosferik parlamalarla ilişkilidir. Çünkü, böyle bir olay meydana geldiğinde kromosfer tabakasında mutlaka büyük bir parlama (3 veya +3 sınıfından) olayı da gözlenmiştir. Fakat belirtilmelidir ki, her parlama olduğunda Mögel-Dellinger olayı olmaz. Başka bir deyişle, her parlamayı bir Mögel-Dellinger olayı izlemez fakat parlama olmadan bir Mögel-Dellinger olayı kesinlikle meydana gelmez.

Bilindiği gibi parlama olayı, $H\alpha$ ışınımında gözlenen kromosfer tabakasında, genellikle bir AB'ye ait fakula alanının bir kısmının parlaklığının olağanüstü artmasıdır. Mögel-Dellinger olayı dolaylı olarak, parlama olayında $H\alpha$ ışınım şiddetindeki artışın yanı sıra, yüksek enerjili UMÖ ve X-ışınımının da arttığını gösterir. Çünkü, haberleşmenin kesilmesi limit frekans değerlerinin, dolayısı ile elektron yoğunluğunun değiştiğinin göstergesidir. Bu değişiklik yüksek enerjili UMÖ ve X-ışınımının artması ile elektron yoğunluğunun artmasından kaynaklanır. Parlama bölgesinden yayınlanan bu yüksek enerjili ışınım kesilince elektron yoğunlukları normal durumlarına gelir ve haberleşme yeniden başlar.

Manyetik Fırtınalar

Dünyanın zayıf bir manyetik alana sahip olduğu ve bu alanın kuzey kutup doğrultusunun pusula ile belirlendiği bilinmektedir. Fakat duyarlı pusulalar bu doğrultunun sabit olmayıp, doğu-batı yönlerine doğru salınım yaptığını göstermektedir. Bu salınımın

günboyunca peryodik bir değişimi vardır. Güneş doğduktan hemen sonra pusula ibresi en doğuya kaymıştır; gün ilerledikçe yavaş yavaş batıya doğru hareket eder ve yerel saatle 14'de en batıya varır. Ancak doğu-batı yönündeki bu salınımın değeri rölatif sayı ile de ilişkilidir. Günlük salınımın açısal değeri D ile gösterildiğinde ilişki

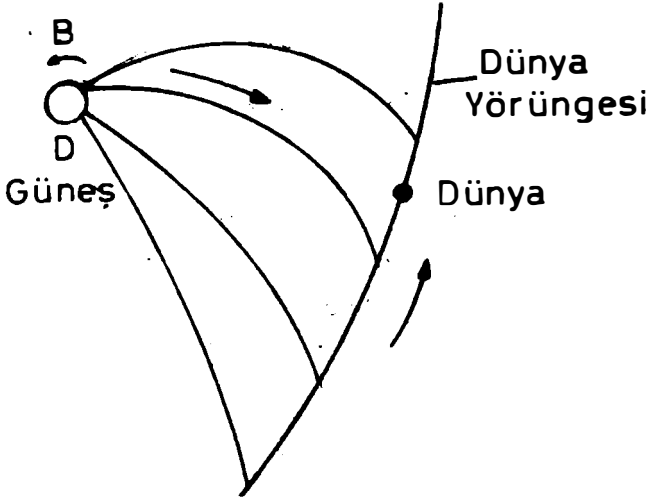
$D' = 7' + 0'.05R$ olarak belirlenmiştir.

$R = 0$ olduğunda, yani çevrimin minumum evresinde günlük salının $7'$ iken $R = 100$ olduğunda bu değer $12'$ 'ya çıkar. R daha büyürse, salınım da büyür ki, bu da Güneş aktivite çevrimi ile ilişkili olduğunu gösterir.

Bu peryodik değişim dışında pusula ibresi zaman zaman, peryodik salınımla açıklanmayacak şekilde titreşim yapar ki, buna "*manyetik fırtına*" adı verilir. Manyetik fırtınalar da parlamalar ile sıkı sıkıya ilişkilidir. Çünkü her manyetik fırtına büyük bir parlamayı izleyen 1 ila 2 gün içinde meydana gelir. Ayrıca manyetik fırtına oluşturan büyük parlamalar, Güneş diskinin batı yarısında veya merkezsiz boylama yakın bölgelerde oluşurlardır; diskin doğu yarısında oluşan parlamalar manyetik fırtına meydana getirmez.

Manyetik fırtınaların büyük bir parlamayı izleyen 1 ila 2 gün içinde meydana gelmesi, olayın parlamalar ışınımı ile ilgili olmadığını kanıttır. Buna karşın parlamalar sırasında Güneşten, ışık hızına göre çok daha yavaş hareket eden (~ 1500 km/sn) bir plazma bulutunun fırlatıldığının göstergesidir. Çünkü böyle bir bulutun fırlatılmış olması ile manyetik fırtınanın oluşumu açıklanabilir: Pozitif yüklü protonlar ve negatif yüklü elektronlardan oluşan plazma ortamı elektriksel olarak iletken özelliğine sahiptir. Bulut 1500 km/sn hızla dünyaya yaklaşırken, dünyanın manyetik alanının etkisi ile elektrik akımı üretir. Diğer taraftan dünyanın manyetik alanı bu kez içinden akım geçen bu plazma bulutu üzerine itici bir kuvvet uygular. Bu kuvvet bulutun hareketini frenler;

belli bir uzaklıkta durmasına neden olur. Fakat içinden akım geçen bir iletken de bir manyetik alan oluşturduğundan, dünyaya belli uzaklıkta duran bu plazma bulutu ek bir manyetik alana sahip olur. İşte bu alanın dünyanınkine eklenmesi ile dünyanın manyetik alan şiddetinde değişiklik olur; bu da manyetik fırtına olarak gözlenir.



Şekil 8-1 Batı yarım kürede meydana gelen parlamadan yayınlanan Güneş kozmik ışınımının dünyayı etkilemesi.

Manyetik fırtınalara neden olan parlamaların Güneş diskinin batı yarısında oluşmaları bu açıklamanın doğruluğunu kuvvetlendirmektedir. Güneşten fırlatılan plazma bulutunu oluşturan yüklü tanecikler manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca hareket ettiklerinden, kuvvet çizgileri de Güneşin dönmesi nedeniyle spiral bir şekil aldığından, tanecikler Şekil 8-1'deki gibi eğri yörüngeler üzerinde ve gittikçe genişleyen uzay hacmine yayılarak ilerlerler. Ayrıca dünyanın Güneş etrafındaki dolanım yönü ile Güneşin kendi

ekseni etrafındaki dönme yönü aynıdır. Güneş diskinin batı yarısında oluşan parlamadan fırlatılan plazma bulutu Güneş-dünya uzaklığında yol kat ettiğinde henüz dünyayı içine alacak konumdadır. Halbuki doğu yarısında oluşan dünyayı etkilemeden uzaya yayılır. Çünkü dünya, yayılarak hareket eden plazma bulutunun dışında kalır. Bu nedenle diskin batı yarısında oluşan parlamalar manyetik fırtınaya sebep oldukları halde, doğu yarısındakiler olmaz.

M-Bölgeleri veya Koronal Delikler

Uzay gözlemlerinin başlamasından uzun yıllar önce, dünyanın manyetik alanı ile ilgili sistematik ölçümlerden, pusula ibresinin titreşiminde, günlük salınım ve Manyetik fırtınalar dışında, periyodik bir titreşim daha saptanmıştı. Günlük salınımlardan çok daha şiddetli olan bu titreşimin periyodu 27 gündür. Yani, günlük salınımlar sürerken ve iki-üç gün önce kromosferde herhangi bir parlama gözlenmemiş olmasına karşın pusula ibresi birden şiddetli bir titreşim sergiler. Ortalama olarak 27 gün sonra durum tekrarlanır. Periyodun 27 gün olması bu şiddetli titreşimin Güneşin dönmesi ile ilgili olduğunu düşündürmüştür. Olayı açıklayabilmek için de, Güneşin üzerinde sürekli tanecik akımı oluşturan manyetik bölgelerin var olduğu varsayılmıştır. Bu varsayıma göre, Güneşin dönmesi nedeni ile manyetik bölgeler 27 günde bir dünyaya göre uygun konuma gelmekte ve bu konumda iken bölgeden yayınlanan tanecik akımı, parlamalardan yayınlanan tanecik akımı ile meydana gelen manyetik fırtınalarda olduğu gibi, dünyanın manyetik alanı ile etkileşerek pusula ibresinin şiddetli titreşimine neden olmaktadır. Manyetik sözcüğü nedeni ile bu bölgelere kısaca M-bölgeleri denmekteydi.

Güneşin X-ışınımında gözlemlerinin yapılması ve koronal deliklerin keşfinden sonra, M-bölgeleri olarak isimlendirilen, var-

lıkları dolaylı olarak anlaşılan bu bölgelerin gerçekte koronal delikler olduğu anlaşılmıştır. Daha önceden, Güneşten “*Güneş rüzgarı*” denilen yaklaşık 400 km/sn hızlı, genellikle hidrojen iyon ve elektronlarından meydana gelmiş tanecik akımı yayınladığı saptanmıştı. Koronal deliklerin Güneşin merkezsel boylam civarında bulunmasından yaklaşık iki-üç gün sonra 27 günlük peryoda sahip titreşimlerin meydana gelmesi, buralardan ayrıca yüksek enerjili tanecik akımının da yayımlandığını gösterir. Uzay araçlarından yapılan gözlemler ~ 700 km/sn hızlı tanecik akımının varlığını ortaya koymuştur. [Bkz.: alttaki bölüm.]

Güneş Rüzgarı

Yukarda anlatılanlardan Güneşten yaklaşık 1500 km/sn ve 700 km/sn hızlarla tanecik akımının yayınladığı anlaşılmaktadır. Ortalama değeri yaklaşık 1500 km/sn olan akım parlamalardan, diğeri ise koronal deliklerden yayınlanmaktadır. Bunların dışında Güneşten daha düşük hızlı, ortalama olarak yaklaşık 400 km/sn hızlı bir diğer tanecik akımı daha yayınlanmaktadır ki, kaynağı henüz tartışmalıdır. Koronal deliklerden yayınlananla birlikte “*Güneş Rüzgarı*” adı verilen bu yayının varlığı uzay gözlemlerinden gözlemsel olarak kanıtlanmış ve hız değerleri ölçülmüş olmakla beraber, varlıkları ilk olarak kuramsal bir şekilde ortaya konmuştu.

Alman Astronomlarından L. Biermann Kuyrukluyıldız kuyruklarının oluşumu ile ilgili çalışmaları sonucunda böyle bir akımın var olması gerektiğini göstermişti. Sanki Güneşten gelen itici bir kuvvet varmış gibi, kuyrukların, Güneş-kuyrukluyıldız doğrultusunda ve Güneşin aksi yönünde uzanmış olması, kuyruk oluşmasında Güneşin etkin olduğunu açıkça gösterir. 1950'li yıllarda Biermann kuyrukların tam Güneş-Kuyrukluyıldız doğrultusunda olmayıp, bu doğrultu ile hafif bir açı yaptığına işaret ederek, böyle

bir uzanımın ancak KuyrukluYıldızın Güneşten yayınlanan bir gaz akımının içinde hareket etmesi ile mümkün olabileceğini gösterdi. KuyrukluYıldız gaz akımının içinde hareket ederken, bu akım ile oluşan kuyruk kendi hareketi nedeni ile Güneş-kuyrukluYıldız doğrultusundan sapar.

Hesaplarından güneş rüzgarının hızını da saptayan Biermann ayrıca bu akımın yayınlanmasında aktivite çevriminin etkili olmadığını da gösterdi. Yani güneş rüzgarı aktivitenin minimum yıllarında da sürekli olarak yayınlanmaktadır. Güneş rüzgarının varlığını kuramsal olarak ortaya koyan bir diğer kişi E. Parker'dır. Koronanın yapısı ile ilgili kuramsal bir çalışmada Güneşten yaklaşık 400 km/sn hız ve yaklaşık 10 partikül/cm³ yoğunluğunda tanecek akımının olması gerektiğini gösterdi. Kısaca, Güneş rüzgarı ilkin masa başında keşfedildi.

Bu konuda ilk gözlemler ve sistematik ölçümler 1962 yılında Mariner 2 uzay aracından yapıldı ve masa başında yapılan hesaplarla uyum sağlayan sonuçlar bulundu.

Bunun ardından Helios I ve Helios II Güneşe yaklaşık 0.3 astronomik birim uzaklığına kadar yaklaşarak, Pioner ve Voyager araçları ise yaklaşık 40 astronomik birim uzaklığında Güneş rüzgarını inceledi. Bugün hâlâ bu konudaki çalışmalar sürdürülmektedir. Bazı kuyrukluYıldızların kuyruklarının konumları Güneşin kutuplar bölgesinden de Güneş rüzgarı yayınladığına dair bazı işaretler gösterdiğinden, bu yönlerden yayınlanan Güneş rüzgarını incelemek için uzay Ulysses aracı gönderilmiştir. 1994 yılında Güneşin güney kutup bölgesinden geçen bu araca yerleştirilen ölçüm aletleri yardımı ile, Güneş rüzgarı hakkında önemli bilgiler beklenmektedir.

Büyük Parlamaların Zarar Verici Etkileri

1859 yılında Carrington beyaz ışıktaki ilk kez bir parlama gözlemiştir. O zaman henüz spektrohelyoskop ve spektrohelyograf yapılmamış olduğundan bu parlama H α ışınımında gözlenememiştir. Fakat büyük bir parlama olduğu açıktır. Çünkü, bugün de çok büyük parlamalardan bazıları beyaz ışıktaki farkedilebilmektedir. Bu parlamanın ardından büyük bir manyetik fırtına ile birlikte tüm dünyada telgraf haberleşmesi kesilmiş. Buna karşın herhangi bir enerji kaynağına bağlı olmadığı halde Amerika Birleşik Devletleri'nde iki şehir arasındaki şebekeden doğal bir akım geçmiş ve haberleşme saatler boyu yapılabilmektedir.

2 Ağustos 1972'de gözlenen ve Güneş diskinin yaklaşık % 1'ini kaplayan büyük parlamadan 2 gün sonra Kanada'da bir yüksek gerilim hattında transformatör patlamış; telehaberleşme ağı zarar görmüş ve şehirlerarası dağıtım şebekesinde sigortalar atmıştır.

Benzer bir parlama olayı 1981 yılında meydana gelmiştir. Bu kez elektrik şebekelerinde voltaj öylesine yükselmiştir ki, sigortalar otomatik olarak atmış ve birçok şehir elektriksiz kalmıştır. 10 Nisan 1981'de meydana gelen bu parlamanın içinde olduğu leke grubu oldukça ilginç ve farklı bir gelişim göstermiştir. 2 Nisan'dan itibaren Güneşin doğu kenarında gözlenmeye başlanan bu grup 7 Nisan'a kadar hiçbir gelişim göstermemiştir. 8 Nisan'da ise birden leke sayısı artmaya başlamış ve aynı gün, içinde beş parlama meydana gelmiştir. 9 Nisan'da hem leke hem de parlama sayısı artmış ve 9 Nisan'daki manyetogramlarda bu grupta çok ilginç manyetik yapı değişiklikleri saptanmıştır. Değişik kutuplu manyetik bölgeler iç içe girmiş, değişik kutuplu beş leke büyük bir lekeyi çevrelemiştir. Bu çok seyrek rastlanan olayın ardından 10 Nisan'da bu bölgede hem alanı, hem parlaklığı büyük bir parlama meydana gelmiştir. Bu parlamada açığa çıkan enerjinin, Hiroşimaya atılan gibi 100 milyar atom bombasına eş değer olduğu hesaplanmıştır.

6. bölümde anlatıldığı üzere bu enerji, muhtemelen zıt yönlü kuvvet çizgilerinin yan yana gelmesi sonucu, manyetik alanın yok olması ve donmuş kuvvet çizgilerinde depolanmış manyetik enerjinin serbest kalmasıdır. Parlamadan 58 saat sonra pusula ibrelerinde çok aşırı salınımlara sebep olan büyük bir manyetik fırtına meydana gelmiştir. Ayrıca dünya atmosferinin 250 km yüksekliğinde (termosfer tabakasında) sıcaklık birdenbire sıçrama yapıp 2000-2500°'ye yükselmiştir. O zamana kadar bu tabakanın sıcaklığı sürekli olarak yaklaşık 15 yıl boyunca ölçülegelmekte olduğundan, değerler bilinmekteydi. Parlamanın ardından ölçülen değer, o zamana kadarki tüm değerleri çok çok aşmıştır.

Burada, bu parlamanın ardından meydana gelen olayların ayrıntılı olarak anlatılmasının nedeni şudur: Güneşte bu doğal olay meydana gelirken, dünyada da yeni bir uzay uçuşunun hazırlıkları yapılmaktaydı. 10 Nisan 1981 tarihinde Colombia fırlatılacaktı. Fakat teknik nedenlerle fırlatılma 48 saat ertelenmişti. Eğer bu erteleme olmasaydı, hem uzay aracı hem de iki astronot çok önemli tehlikelerle karşı karşıya kalabilirdi. O halde uzay uçuşları için Güneş aktivitesinin önemi büyüktür ve dikkate alınması gerekir. Güneş aktivitesi uzay uçuşlarını iki şekilde etkiler:

Birincisi UMÖ bölgesi ışınlama ile ilgilidir. Bilindiği gibi, UMÖ ışınlamının büyük bir kısmı atmosferin üst tabakalarında tutulur ve dünyaya ulaşması engellenir. Böylece dünyadaki canlılar bu ışınlamının zararlı etkisinden korunur. Ancak bu ışınlama atmosferin üst bölgelerinin ısınmasına neden olur. UMÖ ışınlama çok duyarlı olan ve termosfer adı da verilen 200 km yükseklikte sıcaklık ortalama olarak 500° kadardır. Güneş aktivitesinin maksimum evresinde UMÖ ışınlama şiddetli arttığından, termosfer tabakasının sıcaklığı da artar. 200 km yükseklikte, minimum evrede sıcaklık 400°-500° iken, maksimum evrede 1000°'yi aşabilir. Sıcaklık artınca da bu tabaka genişler; daha alçak bölgelere doğru yayılır. Eğer termosfer uyduların bulunduğu yüksekliklere kadar varırsa, bu bölgede sür-

tünme şiddeti artar; uydu frenlenir ve dünyaya beklenenden önce döner. Bu olaya en iyi örnek Skylab'ın 1979'daki, beklenenden evvel düşüşüdür. 1979-1980 yılları Güneş aktivitesinin maksimum evresine rastladığından, kuvvetli bir şekilde frenlenmiş ve beklenenden önce düşmüştür.

İkincisi ise Güneşin kozmik ışıınımı ile ilgilidir. Aktivitenin maksimum evrelerinde sayıları çok artan parlamalardan fırlatılan elektrik yüklü proton ve elektronlar hem araçları hem de astronotları etkiler. 10 Nisan 1981'deki Colombia uçuşu ertelenmemiş olsaydı, neler olabilirdi? Doğal olarak araç ve astronotlar bu yüklü partikül ışıınının etkisinde kalacaklardı. Bu sırada astronotlar herhangi bir onarım veya başka bir nedenle aracın dışında çalışmak zorunda kalsalardı, enerji yüklü protonlar astronotların alüminyum kaplı uzay giysilerini geçebilecekleri için, astronotların hayatları tehlikede olacaktı. Colombia'nın gecikmiş olan uçuşu nedeni ile böyle bir tehlike geçirtilmiş olmakla beraber, 250 km yükseklikteki olağanüstü sıcaklık artışı ve atmosferin genişlemesi nedeni ile, tam bu sırada fırlatılan araç aşağı doğru kuvvetli bir çekim etkisinde kaldı. Astronotlar doğru yörüngeye girebilmek için yoğun bir çaba harcamak ve yardımcı mekanizmaları kullanmak zorunda kalmışlardır.

Bilindiği gibi, uzay uçuşlarının hazırlığı yıllar öncesinden başlar. İşte bu hazırlıklar sırasında, uçuşun Güneş aktivitesinin hangi evresine rastlayacağı da dikkate alınmalıdır. Eğer maksimum evrede yapılacaksa, bu evrede rölatif sayının ne kadar olacağının bilinmesinde yarar vardır. Bu konuda kesin bir değer verilememekle beraber, hava raporlarına yakın tahminler yapılabilmektedir.

Yararlanılan Kaynaklar

Elsässer, H./Scheffler, H.; Physik der Sterne und der Sonne, Zürich, 1974

Faukel, P.; Solar Astrophysics, Canada, 1990.

Kippenhahn, R.; Der Stern, von dem wir leben, München, 1993.

Wentzel, D.G.; The Restless Sun, Smithsonian Institution, 1989.

Dünya üzerindeki canlılar (insanlar, hayvanlar, bitkiler) için Güneş ışık ve ısı kaynağıdır. Yaşamlarını sürdürebilmeleri için varlığı gerekli bir gök cisimidir. Ayrıca insanların günlük, haftâ yıllık yaşamlarının ayrılmaz bir parçasıdır da. Çalışma, yemek yeme, uyuma ve tapınma zamanları Güneşin günlük hareketine göre düzenlenir.

Astronomlar içinse güneşin önemi bu özelliklerinden kaynaklanmaz. Onlar için güneş bir taraftan milyarca yıldızdan biri, olağandışı bir özelliği olmayan, çok sık rastlanan G spektrel sınıfından cüce bir yıldız. Ama öbür yandan milyarlarca yıldız içinde yüzeyini, yüzeyi üzerindeki oluşumları ayrıntılarıyla inceleyebildiği tek yıldız. Hısaca hakkında ayrıntılı bilgi sahibi olunan tek yıldız. Bu ayrıntılı bilgilerin sadece kendisinin değil öbür milyonlarca yıldızın yapısının anlaşılması için yararlı olacağı açıktır.

Prof. Dr. Fatma Esin günlük yaşamımızın düzenleyicisi masal kahramanı güneşi, "yıldız" güneş olarak önümüze getiriyor. Yazar bilimsel anlatımın labirentlerinde yitmeden, ilgi duyan herkesin anlayacağı bir dille bize güneşi tanıtıyor.

ISBN 975-7380-66-0

