

# İlk Üç Dakika

Steven Weinberg



İlk Üç Dakika  
Steven Weinberg

***İlk Üç Dakika - The First Three Minutes***

Steven Weinberg

Çevirenler: Zekeriya Aydın - Zeki Aslan

Redaksiyon: Sedat Sezgen

© 1977, 1988 by Steven Weinberg

© Türkiye Bilimsel ve Teknik Araştırma Kurumu, 1995

*Tübitak Yayın Komisyonu Kararı ile Yayımlanmıştır*

ISBN 975-403-017-0

1. Basım Şubat 1995 (2500 adet)
2. Basım Nisan 1995 (2500 adet)
3. Basım Mayıs 1995 (2500 adet)
4. Basım Haziran 1995 (2500 adet)
5. Basım Kasım 1996 (2500 adet)

Yayın Koordinatörü: Cemil Koçak

Yayın Yönetmeni: Zafer Karaca

Teknik Yönetmen: Duran Akca

Sanat Yönetmeni: Ödül Evren Töngür

Dizgi: Ümit Yaşar

TÜBİTAK

Atatürk Bulvarı No:221 Kavaklıdere-Ankara

Tel: 0.312. 427 33 21 Fax: 0.312. 427 13 36

e-mail: bteknik@tubitak.gov.tr

Internet: www.biltek.tubitak.gov.tr

Nurol Matbaacılık - Ankara

# İlk Üç Dakika

Steven Weinberg

ÇEVİRENLER

Zekeriya Aydın - Zeki Aslan



## Önsöz

|                                                 |     |
|-------------------------------------------------|-----|
| <i>Dev ve İnek</i> .....                        | 1   |
| <i>Evrenin Genişlemesi</i> .....                | 8   |
| <i>Kozmik Mikrodalga Arkaalan Işınımı</i> ..... | 44  |
| <i>Sıcak Bir Evren İçin Reçete</i> .....        | 76  |
| <i>İlk Üç Dakika</i> .....                      | 97  |
| <i>Tarihsel Bir Sapma</i> .....                 | 115 |
| <i>İlk Yüzde Bir Saniye</i> .....               | 124 |
| <i>Son Söz: Geleceğin Görünüşü</i> .....        | 139 |
| <i>Tablolar</i> .....                           | 144 |
| <i>Sözlük</i> .....                             | 146 |
| <i>Matematiksel Notlar</i> .....                | 157 |



# Önsöz

Bu kitap, Harvard'da Lisans Bilim Merkezi'nin açılışı nedeniyle Kasım 1973'de verdiğim bir konuşmadan filizlendi. Basic Books (Temel Kitaplar) başkanı ve yayımcısı Erwin Glikes bu konuşmayı ortak dostumuz Daniel Bell'den duymuş; benden bunu bir kitaba dönüştürmemi istedi.

Başlangıçta bu işe hevesli değildim. Arada sırada kozmoloji araştırmaları yaptıysam da, benim çalışmalarım çoğunlukla "çok küçüğün fiziğini", yani temel parçacıklar kuramını ilgilendiriyordu. Bundan başka, son birkaç yıl içinde temel parçacık fiziği konusu olağanüstü bir canlılık kazanmıştı ve ben çeşitli popüler dergilere teknik olmayan makaleler yazarak parçacık fiziği dışında çok zaman harcamıştım. Kendi doğal iş çevreme, *Pyhsical Review* dergisine tam zamanlı olarak dönmeyi çok istiyordum.

Ne var ki, erken evren hakkında bir kitap yazma üzerine düşünmekten kendimi alamayacağımı anladım. Yaradılış probleminde daha ilginç ne olabilirdi? Ayrıca, kozmolojinin problemleriyle temel parçacıkların problemleri erken evrende, özellikle saniyenin ilk yüzde birinde biraraya geliyordu. Her şeyden önce, erken evren hakkında yazmak için uygun bir zamandı. Çünkü şu son on yılda, erken evrende olayların akışıyla ilgili ayrıntılı bir kuram "standart model" olarak büyük kabul görmüştü.

İlk saniyenin, ya da ilk dakikanın, ya da ilk yılın sonunda evrenin neye benzediğini söyleyebilmek müthiş bir şeydir. Bir fizikçi için, işleri sayılara dökebilmek, falanca zamanda evrenin sıcaklığı, yoğunluğu ve kimyasal bileşimi filanca değerlerdeydi diyebilmek keyif vericidir. Doğru, tüm bunlar-

dan kesin olarak emin değiliz; ama artık bu tür şeylerden, çok güvenle olmasa da, söz edebilmemiz heyecan vericidir. Okuyucuya iletmek istediğim, işte bu heyecandır.

Bu kitabın hangi okuyucu için amaçlandığını söylesem iyi olur. Kimi ayrıntılı savlar üzerine kafa yormak isteyen, fakat matematiği ve fiziği iyi bilmeyen kişiler için yazdım bu kitabı. Oldukça karmaşık bilimsel düşünceleri sunmam gerektiyse de, metin içinde aritmetiğin ötesinde matematik kullanılmadı; okurun çok az fizik ve astronomi bilgisine sahip olduğu ya da hiç olmadığı varsayıldı. Bilimsel terimleri ilk kullanıldıklarında tanımlamaya özen gösterdim; ayrıca kitabın sonuna bir fizik ve astronomi terimleri sözlüğü ekledim. Mümkün olan yerlerde, sayıları,  $10^{11}$  gibi çok daha uygun bilimsel gösterimle değil de, “yüz milyar” şeklinde yazmayı yeğledim.

Ancak bu, basit bir kitap yazmaya çalıştığım anlamına gelmez. Bir avukat halkın çoğunluğu için yazarken, okuyucuların Fransız Hukukunu ya da Sürekli Gelirlere Karşı Olan Kural’ı bilmediklerini varsayar; fakat bu nedenle onlara olan duyguları değişmez ve onlara tepeden bakmaz. Ben de aynı saygıyı gösteriyorum: Okuyucuyu, *benim* dilimi konuşmayan, fakat gene de kararını vermeden önce bazı inandırıcı savları duymayı bekleyen akıllı bir yaşlı avukat olarak canlandırıyorum gözümde.

Bu kitaptaki savların temelini oluşturan hesaplamaların bazılarını görmek isteyen okuyucu için, esas metni izleyen bir “Matematiksel Ek” koydum. Orada kullanılan matematiğin düzeyi, bu notları, herhangi bir doğa bilimi ya da matematik konusunda üniversite eğitimi görmüş herkes için anlaşılabilir kılmaktadır. Bereket versin kozmolojideki en önemli hesaplamalar oldukça *basittir*; genel göreliliğin ya da çekirdek fiziğinin ince noktaları sadece orada burada işin içine girer. Bu konuyu çok daha teknik düzeyde izlemek isteyen okuyucular çeşitli bilimsel yapıtlar bulabilirler.

Bu kitabın hangi konuları içermesini amaçladığımı da açıklığa kavuşturmalıyım. Elinizdeki kitap kesinlikle koz-

molojinin tüm yönlerini kapsayan bir kitap değildir. Konunun bir "klâsik" kısmı var; bu daha çok şimdiki evrenin büyük-boyutlu yapısıyla uğraşır; sarmal bulutsuların gökada dışı doğası üzerindeki tartışmalar; uzak gökadalardan kırmızıya kaymalarının keşfi ve bunların uzaklığa bağlılığı; Einstein, de Sitter, Lemaitre ve Friedmann'ın genel görelilik kozmolojik modelleri v.b. Kozmolojinin bu kısmı, birçok seçkin kitapta çok iyi bir biçimde betimlenmiştir; burada bu kısma ilişkin tam öyküyü bir kez daha vermek istemedim. Bu kitap erken evrenle, özellikle de 1965'de kozmik mikrodalga arkaalan ışıının keşfiyle gelişmiş olan yeni erken evren anlayışıyla ilgilidir.

Kuşkusuz, erken evrene ilişkin şimdiki görüşümüzde esas öge, evrenin genişleme kuramıdır; dolayısıyla Bölüm II'de kozmolojinin daha "klâsik" yanları üzerine kısa bir giriş vermeyi zorunlu gördüm. Sanıyorum ki bu bölüm, kozmolojiye tümüyle yabancı okuyucu için bile, kitabın geri kalan kısmının ilgilendiği erken evren kuramındaki son gelişmeleri anlamak için yeterli bir ön hazırlık sağlayacaktır.

Öte yandan, hiçbir yerde kozmolojideki son gelişmelerle ilgili herhangi uyumlu bir tarihsel anlatım bulamadım. Dolayısıyla küçük bir kazı yapmayı, özellikle de, 1965'den önce uzun zaman mikrodalga arkaalan ışıını için neden hiçbir arama yapılmadığı sorusunu eşelemeyi zorunlu gördüm. (Bu konu, Bölüm VI 'da tartışılmaktadır.) Bu kitap, bu gelişmelerin kesin bir tarihi olarak görülebilir demek istemiyorum: Bilim tarihinde gerekli olan ayrıntıya gösterilen çaba ve özene, bu konuda sanrılara (illüzyonlara) kapılmayacak kadar çok saygım vardır. Bunun ötesinde, gerçek bir bilim tarihçisi bu kitabı bir başlangıç noktası olarak kullanır ve kozmolojiyle ilgili araştırmanın son otuz yılının yeterli bir tarihçesini yazarsa mutlu olurum.

Bu yazının basıma hazırlanması için değerli öneriler getiren Basic Books şirketinden Erwin Glikes ve Farrel Phillips'e sonsuz şükran borçluyum. Bu kitabı yazarken fizik ve astronomi alanında çalışan meslektaşlarıma nazik

öğütlerinden de belirtmeyeceğim kadar çok yararlandım. Bu kitabın çeşitli kısımlarını okuma ve eleştirme zahmetine katlandıkları için, özellikle Ralph Alpher, Bernard Burke, Robert Dicke, George Field, Gary Feinberg, William Fowler, Robert Herman, Fred Hoyle, Jim Peebles, Arno Penzias, Bill Press, Ed Purcell ve Robert Wagoner'e teşekkür etmek isterim. Çeşitli özel konularda verdikleri bilgiler için, ayrıca Isaac Asimov, I. Bernard Cohen, Martha Liller ve Philip Morrison'a teşekkür ederim. Nigel Calder'e ilk taslağın tümünü okuduğu ve duyarlı eleştiriler yaptığı için özellikle müteşekkirim. Bu kitabın hatalardan ve belirsiz ifadelerden tümüyle arınmış olduğunu sanmıyorum; fakat aldığım ve kendimi bu nedenle şanslı saydığım tüm bu cömert yardımlardan sonra, kitabın şimdi çok daha açık ve daha doğru olduğundan eminim.

**Cambridge, Massachusetts**  
**STEVEN WEINBERG**  
**Temmuz 1976**

## Dev ve İnek

İzlandalı zengin Snorri Sturleson tarafından 1220'lerde derlenen İskandinav efsaneleri *Genç Edda*'da evrenin kökeni açıklanır. "Başlangıçta", der Edda, "hiçbir şey yoktu. Ne yer bulunuyordu, ne de yukarıda Gök; dipsiz geniş bir boşluk vardı; fakat hiçbir ot yoktu. Yokluğun kuzeyinde ve güneyinde buz ve ateş bölgeleri Niflheim ve Muspelheim uzanıyordu. Muspelheim'in ısısı Niflheim'in buzunun bir kısmını eritti ve sıvı damlalarından Ymer adında bir dev büyüdü. Ymer ne yedi? Anlaşılan ortalıkta Audhumla denen bir de inek vardı. Peki o inek ne yedi? Eh, biraz da tuz vardı." Öykü böylece sürüp gider.

Dinsel duyguları incitmemeliyim. Vikinglerinki'ni bile; fakat bunun evrenin kökeninin doyurucu bir betimlemesi olmadığını söylemek sanırım doğru olur. Söylenti türünden kanıtlara itirazlar bir yana bırakılsa bile, bu öykü yanıtladığı sorun kadar yeni sorun yaratmakta ve her yanıt başlangıç koşulları hakkında yeni bir karışıklık getirmektedir.

Edda'ya kolayca gülüp geçemeyiz ve evrenin doğuşuna ilişkin olarak öne sürülen tüm kurgulara tövbe edemeyiz: Evrenin tarihini geriye doğru başlangıcına dek izleme dürtüsü, karşı konulmaz bir dürtüdür. 16. ve 17. yüzyıllarda çağdaş bilimin başlamasıyla, fizikçiler ve gökbilimciler evrenin kökeni sorununa tekrar tekrar dönmüşlerdir.

Ne var ki böyle araştırmalar geçmişte pek itibar görmedi. Anımsıyorum, öğrenci olduğum sürede, ve sonra 1950'lerde kendi araştırmama (başka konularda) başladığımda, erken evrenin incelenmesi saygın bir bilimcinin zaman ayıracağı türden şeyler olmadığı düşüncesi yaygındı. Bu yargı mantıksız da değildi. Çağdaş fizik ve astronomi tarihinin uzun bir dönemi boyunca, üzerine erken evren ta-

rihini inşa edecek yeterli bir gözlemsel ve kuramsal temel yoktu.

Ama şu son on yıl içinde bütün bunlar değişti. Bir erken evren kuramı öyle yaygın kabul gördü ki, gökbilimciler ona sık sık “standart model” diyorlar. Bu, kimi zaman “büyük patlama” kuramı denen kuramla aşağı yukarı aynıdır; fakat ona evrenin içeriği hakkında daha kesin bir reçete eklenmiştir. Erken evrenin işte bu kuramı elinizdeki kitabın konusunu oluşturmaktadır.

Gittiğimiz yeri görmeyi kolaylaştırmak için, standart modele erken evren tarihinin bir özeti ile yaklaşmak yararlı olabilir. Bu yalnızca kısa bir gözden geçirmedir. Sonraki bölümler bu tarihin ayrıntılarını ve onlara inanma nedenlerimizi açıklayacaktır.

Başlangıçta bir patlama vardı. Ama bu yeryüzünde bildiğimiz, belirli bir merkezden başlayıp dışa doğru yayılarak çevredeki havanın gittikçe daha çoğunu kapsayan bir patlama gibi değildi; fakat her yerde aynı anda meydana gelen, başından beri tüm uzayı dolduran, her maddesel parçacığın diğer bütün parçacıklardan hızla uzaklaştığı bir patlamaydı. Bu bağlamda “tüm uzay” ya sonsuz bir evrenin tümü ya da bir kürenin yüzeyi gibi kendi üzerine kıvrılan sonlu bir evrenin tümü anlamına gelebilir. Her iki olasılığın da anlaşılması kolay değildir; fakat bu bir engel değildir; erken evrende uzayın sonlu ya da sonsuz olması hemen hemen hiç önemli değildir.

Saniyenin yüzde biri kadar bir zaman sonra ( ki bu, hakkında güvenle konuşabileceğimiz en erken zamandır), evrenin sıcaklığı yüz milyar ( $10^{11}$ ) derece santigrat yörenindeydi. Bu, en sıcak yıldızın merkezinden de sıcaktır; öyle bir sıcaklık ki olağan maddenin hiç bir bileşeninin, moleküllerin, atomların, hatta atom çekirdeklerinin, bir arada bağlı kalmasına olanak yoktu. Tersine, bu patlamada birbirinden hızla uzaklaşan madde, temel parçacıklar denen çeşitli parçacıklardan oluşmuştu; bu parçacıklar çağdaş yüksek enerji fiziğinin konusudur.

Bu parçacıklarla bu kitapta tekrar tekrar karşılaşacağız; şimdilik erken evrende en bol olanların adlarını vermek ve ayrıntılı açıklamaları Bölüm III ve IV'e bırakmak yeterli olacaktır. Bol sayıda bulunan bir parçacık çeşidi elektrondur. Bu, şimdiki evrende, tellerden elektrik akımı olarak akan ve bütün atomların ve moleküllerin dış kısımlarını oluşturan eksi yüklü parçacıktır. Erken zamanlarda bol olan bir başka parçacık türü de elektror la tam tamına aynı kütleli fakat artı yüklü bir parçacık olan pozitrondur. Şimdiki evrende pozitronlar yalnız yüksek enerji laboratuvarlarında, kimi radyoaktivite türlerinde ve kozmik ışınlar, süpernovalar gibi şiddetli gök olaylarında görülmektedirler. Fakat erken evrende pozitron sayısı elektron sayısına neredeyse tam olarak eşitti. Elektronlardan ve pozitronlardan başka yaklaşık olarak aynı sayıda değişik nötrino türleri vardı. (Bunlar hiçbir şekilde yükü ya da kütlesi olmayan hayalet gibi parçacıklardır.) Son olarak, evren ışık ile dolu idi. Işık parçacıklardan ayrı olarak ele alınmamalıdır. Kuantum kuramı ışığın sıfır kütleli ve sıfır elektrik yüklü, foton denen parçacıklardan oluştuğunu söyler. ( Bir ampülün flamanındaki bir atomun yüksek enerjili bir durumdan daha düşük enerjili bir duruma her geçişinde bir foton salınır. Bir ampülden öyle çok foton akmaktadır ki, bunlar sürekli bir ışık akımı şeklinde birleşmiş gibi görünürler, fakat bir fotoelektrik pil birreysel fotonları tek tek sayabilir). Her foton, ışığın dalgaboyuna bağlı olarak, belirli miktarda enerji ve momentum taşır. Erken evreni dolduran ışığı betimlemek için diyebiliriz ki, fotonların sayısı ve ortalama enerjisi, elektronlarınkı ile, pozitronlarınkı ile ya da nötrinolarınkı ile yaklaşık olarak aynıydı.

Bu parçacıklar (elektronlar, pozitronlar, nötrinolar, fotonlar) sürekli olarak salt enerjiden yaratılıyorlar, kısa süre yaşadıktan sonra yine yok oluyorlardı. Dolayısıyla bu parçacıkların sayıları önceden saptanmış değildi; bu sayıyı, yaratılma ve yok edilme süreçleri arasındaki denge belirliyordu. Bu dengeden, yüz milyon derece sıcaklığındaki bu kozmik

çorbanın yoğunluğunun, suyun yoğunluğunun dört milyar ( $4 \times 10^9$ ) katı kadar olduğunu çıkarabiliriz. Ayrıca, ağır parçacıklardan, yani şimdiki dünyada atom çekirdeklerinin bileşenlerini oluşturan proton ve nötronlardan da az bir miktar vardı. (Protonlar artı yüklüdür; nötronlar azıcık daha ağırdır ve elektrik yükleri yoktur). Bunlar, kabaca her bir milyar elektrona, bir milyar pozitrona, bir milyar nötrinoya, ya da bir milyar fotona karşılık bir proton ve nötron bulunacak oranda mevcuttular. Bu sayı, yani her çekirdek parçacığı başına bir milyar foton, evrenin standart modelini hesaplamak için gözlemden alınması zorunlu olan çok önemli bir niceliktir. Bölüm III'de tartışılan kozmik arkaalan ışınlamının keşfi, aslında bu sayının ölçümüydü.

Patlama sürdükçe sıcaklık düştü; onda bir saniye sonra otuz milyar ( $3 \times 10^{10}$ ) santigrat dereceye, bir saniye kadar sonra on milyar dereceye ve ondört saniye sonra da üç milyar dereceye indi. Bu yeteri kadar soğuk olduğundan, elektronlar ve pozitronlar, fotonlar ve nötrinolardan tekrar yaratılmalarına oranla daha çabuk yok olmaya başladılar. Madenin bu yok olması sırasında açığa çıkan enerji, evrenin soğuma hızını geçici olarak yavaşlattı. Ancak sıcaklık düşmeyi sürdürdü ve ilk üç dakikanın sonunda bir milyar dereceye indi. Artık evren, protonların ve nötronların karmaşık çekirdekler oluşturmaya başlamaları için yeteri kadar serindi: Çekirdeklerin oluşması, önce, bir proton ve nötrondan oluşan ağır hidrojen (yani döteryum) çekirdeği ile başladı. Yoğunluk hâlâ yeteri kadar yüksek (suyunkinden biraz daha az) olduğundan, bu hafif çekirdekler çabukça bir araya gelip en kararlı hafif çekirdeği, yani iki proton ve nötrondan oluşan helyum çekirdeğini yapmayı başardılar.

İlk üç dakikanın sonunda evrenin içeriği çoğunlukla ışık, nötrinolar ve karşinötrinolardan ibaretti. Hâlâ az miktarda çekirdek maddesi vardı; bu madde, yüzde 73 hidrojen ve yüzde 27 helyumdan ve elektron-pozitron yok olması döneminden arta kalan yine az sayıda elektrondan oluşuyordu. Bu madde birbirinden hızla uzaklaşmayı sürdürdü, giderek

daha soğuk ve daha az yoğun oldu. Evren ancak çok sonra, yani birkaç yüzbin yıl sonra, elektronlar çekirdeklerle birleşip hidrojen ve helyum atomlarının oluşmasına olanak verecek ölçüde soğumuş olacaktır. Meydana gelen gaz, kütsel çekim etkisi altında topaklar oluşturmaya başlayacak, bunlar da sonunda yoğunlaşıp şimdiki evrenin gökadalarnı (galaksiler) ve yıldızlarını oluşturalacaklardır. Ne var ki, yıldızları yaşama başlatacak yapı taşları, daha ilk üç dakikada hazırlanmış olan parçacıklardır.

Yukarıda çerçevesi çizilen standart model, evrenin kökeni konusunda akla gelen en doyurucu kuram değildir. Tıpkı *Genç Edda*'da olduğu gibi, gerçek başlangıç hakkında, yani ilk yüzde bir saniye hakkında, sıkıntı veren bir belirsizlik vardır. Ayrıca başlangıç koşullarının, özellikle foton sayısının çekirdek parçacıkları sayısına olan milyara bir oranının, saptanma zorunluluğu vardır. Kuramda daha büyük bir mantıksal kaçınılmazlık duygusunun bulunmasını yeğledik.

Örneğin, felsefi açıdan daha çekici gözüken bir başka kuram "kararlı durum" denen modeldir. 1949'ların sonunda Herman Bondi, Thomas Gold ve (biraz farklı ifadelerle) Fred Hoyle tarafından önerilen bu kurama göre evren şimdi nasılsa geçmişte de her zaman aynı idi. Genişledikçe, gökadalarn arasındaki boşlukları doldurmak üzere sürekli yeni madde yaratılmaktadır. Bu kuramda evrenin neden böyle olduğuna ilişkin olası tüm sorular, evrenin böyle olduğu, çünkü aynı kalabilmesinin tek yolunun bu olduğu gösterilerek yanıtlanabilir. Erken evren sorunu ortadan kalkmıştır; çünkü erken evren diye birşey yoktu.

Öyleyse "standart model" e nasıl geldik? Ve standart model diğer kuramların, örneğin kararlı durum kuramının yerini nasıl kaptı? İşte bu, çağdaş astrofizğin özündeki tarafsızlığa bir övgüdür; çünkü standart model üzerindeki fikir birliği, felsefi tercihlerdeki kaymalardan ya da astrofizikteki büyük hocaların etkisiyle değil, deneysel verilerin baskısı sonucu oluşmuştur.

Bundan sonraki iki bölüm, astronomi gözlemleriyle sağlanan ve bizi standart modele götüren iki büyük ipucunu açıklayacaktır. Bunlar, uzak gökadalardan uzaklaşmalarının keşfi ve evreni dolduran zayıf bir radyo parazitin keşfidir. Bu, bilim tarihçisi açısından hatalı başlangıçlar, kaçırılmış fırsatlar, kuramsal önyargılar ve kişilerin etkisiyle dolu zengin bir öyküdür.

Bu gözlemsel kozmoloji taramasının ardından, erken evrendeki fiziksel koşulların uyumlu bir resmini yapmak için parça parça olan verileri biraraya getirmeye çalışacağım. Bu bizi, ilk üç dakikayı daha ayrıntılı gözden geçirmemizi sağlayacak bir konuma getirecektir. Konuyu sinema filmi gibi kare kare işlemek uygun gözüküyor: Evreni genişlerken, soğurken ve pişerken izleyeceğiz. Biraz da hâlâ gizemle örtülü bir döneme (saniyenin ilk yüzde birine) ve daha öncesinde ne olduğuna bakmaya çalışacağız.

Standart modele gerçekten güvenebilir miyiz? Yeni bulgular onu yıkacak mı? Ve şimdiki standart modelin yerini evrenin yaratılışını araştıran bir başka kuram alacak mı? Ya da kararlı durum evrenini yeniden canlandıracak mı? Belki. Ne söylediğimizi gerçekten biliyormuşçasına, ilk üç dakika hakkında yazarken kapıldığım gerçek dışılık duygusunu yadsıyamam.

Ne var ki, sonunda yerini kaptırsa bile, standart model kozmoloji tarihinde çok değerli bir rol oynamış olacaktır. Fizik ve astrofizikteki kuramsal fikirlerin sonuçlarını standart modele göre sınayarak değerlendirmek bugün artık (son on-yirmi yıldır da olsa) saygın bir yaklaşımdır. Ayrıca, astronomide gözlem programlarını hazırlarken standart modeli kuramsal bir dayanak olarak kullanmak da yaygın bir uygulamadır. Böylece standart model, kuramcılarının ve gözlemcilerinin birbirlerinin ne yaptıklarını anlamalarını kolaylaştıran ortak bir dil sağlamaktadır. Eğer bir gün standart modelin yerini daha iyi bir kuram alırsa, bunun nedeni, belki de, güdüsünü standart modelden alan gözlemler ya da hesaplar olacaktır.

Son bölümde biraz da evrenin geleceğinden söz edeceğim. Evren sonsuza dek genişlemeye devam edebilir; bu evrenin gittikçe daha soğuk, daha boş ve daha ölü olması demektir. Yahut evren tekrar büzülebilir; o zaman gökadalara, yıldızlar, atomlar ve atom çekirdekleri parçalanarak yeniden bileşenlerine ayrılırlar. Bu durumda ilk üç dakikayı anlamada karşılaştığımız tüm sorunlar, son üç dakikadaki olayların akışını öngörmede de ortaya çıkacaktır.

## Evrenin Genişlemesi

Geceleyin gökyüzüne bir bakış, insana güçlü bir değişmeye evren izlenimi verir. Doğru; bulutlar Ay'ın önünde sürüklenirler, gökkubbe kutup yıldızı çevresinde döner; daha uzun zaman diliminde Ay'ın kendisi büyür ve küçülür; Ay ile gezegenler, yıldızların oluşturduğu bir zemine göre hareket ederler. Fakat biliyoruz ki bunlar yalnız Güneş sistemimizin içindeki hareketlerin neden olduğu yerel olaylardır. Gezegenlerin ötesinde, yıldızlar hareketsiz gibidirler.

Kuşkusuz, yıldızlar saniyede bir kaç yüz kilometreye varan hızlarla hareket ederler; böylece bir yıl içinde hızlı bir yıldız on milyar kilometre kadar yol gitmiş olabilir. Bu, en yakın yıldızlara olan uzaklıktan bile bin kez daha azdır; bu yüzden gökteki görünen konumları çok yavaş değişir. (Örneğin görelî olarak hızlı sayılan ve Bernard yıldızı olarak bilinen yıldız 56 milyon kere milyon kilometre uzaktadır; bakış doğrultumuza dik olarak saniyede 89 kilometre ya da yılda 2,8 milyar kilometre kadar yol alır; bunun sonucu olarak görünen konumu bir yılda 0,0029 derecelik açı kadar kayar.) Astronomlar yakın yıldızların gökte görünen konumlarındaki bu yıllık kaymaya "öz hareket" derler. Daha uzak yıldızların gökte görünen konumları öyle yavaş değişir ki en sabırlı gözlemlerde bile onların öz hareketi algılanamaz.

Burada, bu değişmezlik izleniminin aldatıcı olduğunu göreceğiz. Bu bölümde tartışacağımız gözlemler evrenin şiddetli bir patlama halinde olduğunu gösteriyor; gökada (galaksi) olarak bilinen, yıldızlardan oluşmuş büyük adalar ışık hızına yaklaşan hızlarla birbirlerinden uzaklaşmaktadırlar. Ayrıca, bu patlamayı zaman içinde geriye doğru işletebiliriz ve bütün gökadalardan geçmişte aynı anda birbirlerine çok yakın olmaları gerektiği sonucuna varırız; gerçekten o kadar yakın ki, ne

gökadalar, ne yıldızlar, ne de atomlar ya da atom çekirdekleri ayrı birer varlığa sahip olabilirlerdi. İşte, bu kitabın konusunu oluşturan “erken evren” dediğimiz dönem budur.

Evrenin genişlemesine ilişkin bilgimiz bütünüyle, astronomların, ışıkl bir cismin görüş doğrultusu boyuncaki hareketini, görüş doğrultusuna dik doğrultudaki hareketinden çok daha duyarlı olarak ölçebilmeleri gerçeğine dayanır. Ölçme tekniği, her türlü dalga hareketinin bilinen bir özelliği olan Doppler etkisinden yararlanır. Durağan bir kaynaktan çıkan ses ya da ışık dalgasını gözlerken, ardışık iki dalga tepesinin aletimize varışları arasındaki zaman, kaynaktan çıkışları arasındaki zamanla aynıdır. Fakat eğer kaynak bizden uzaklaşıyorsa, ardışık dalga tepelerinin varışları arasındaki zaman, kaynaktan ayrılışları arasındaki zamandan büyük olur; çünkü her tepenin bize gelirken alacağı yol bir öncekine göre biraz daha fazladır. Ardışık iki tepe arasındaki zaman tam olarak dalgaboyunun dalga hızına bölümüdür; dolayısıyla bizden uzaklaşan bir kaynağın gönderdiği dalga; kaynak durgun olsaydı göndereceği dalgadan daha uzun dalgaboyuna sahip görünecektir. (Nicel olarak, matematiksel Not :1’de görüldüğü gibi, dalgaboyundaki artış oranı, dalga kaynağının hızının dalga hızına kendi hızına oranı ile verilir.) Benzer olarak, eğer kaynak bize doğru hareket ediyorsa, her tepe bir öncekinden daha kısa bir yol gideceği için ardışık iki dalga tepesinin varışları arasındaki zaman azalır ve dalga daha kısa dalga boyuna sahip görünür. Bu tıpkı bir gezgin satıcının yolculuğu süresince evine haftada bir düzenli olarak mektup göndermesine benzer; satıcı evden uzaklaşırken her ardışık mektubun gideceği yol bir öncekinden biraz daha uzun olacaktır, dolayısıyla satıcının mektupları eve bir haftadan biraz daha uzun aralıklarla ulaşacaktır; yolculuğun eve dönüş ayağında ise her ardışık mektubun gideceği yol daha kısa olacak ve dolayısıyla mektuplar eve bir haftadan daha sık aralıklarla varacaktır.

Şimdilerde Doppler etkisini ses dalgaları üzerinde gözlemek kolaydır: Bir karayolu yakınına gidin ve hızlı bir oto-

mobil yaklaşırken motorunun, uzaklaştığı zamandakine göre daha tiz perdeden ( yani daha kısa dalgaboyunda) ses çıkardığını farkedersiniz. Bu etkinin ilk kez hem ışık hem de ses dalgaları için, 1842'de Prag'da Realschule'de matematik profesörü olan Johann Christian Doppler tarafından ileri sürüldüğü anlaşıyor. Ses dalgaları için Doppler etkisi, Hollandalı meteorolog Christopher Heinrich Dietrich Buys-Ballot tarafından 1845'de eğlenceli bir deneyde sınandı: Hareketli ses kaynağı olarak Utrecht yakınlarındaki Hollanda kırlarında hızla seyreden bir demiryolu treninin açık bir vagonuna yerleştirilmiş trompet orkestrası kullanılmıştı.

Doppler, bulduğu etkinin yıldızların farklı renklerini açıklayabileceğini düşündü. Dünyadan uzaklaşmakta olan yıldızlardan gelen ışık daha uzun dalgaboylarına doğru kaymalı ve, kırmızı ışığın dalgaboyu görünür ışığın ortalama dalgaboyundan daha uzun olduğuna göre, böyle bir yıldız ortalamadan daha kırmızı görünmeliydi. Benzer olarak, Dünya'ya yaklaşmakta olan yıldızlardan gelen ışık daha kısa dalgaboylarına doğru kaymalı; böylece bu yıldız olağandan daha mavi gözükmeliydi. Kısa süre sonra Buys-Ballot ve diğerleri tarafından, Doppler etkisinin esas itibariyle bir yıldızın rengiyle hiçbir ilgisinin olmadığı belirtildi: Uzaklaşan bir yıldızdan gelen ışığın kırmızıya kaydığı doğrudur; fakat aynı zamanda yıldızın normal olarak görünmeyen morötesi ışığının bir kısmı da görünür tayfin mavi kesimine kaymaktadır; bu nedenle toplam renk pek fazla değişmez. Yıldızların renkleri farklıdır; bunun asıl nedeni yüzey sıcaklıklarının farklı olmasıdır.

Ne var ki, Doppler etkisi 1868'de bireysel tayf çizgilerine uygulandığı zaman, astronomi için çok önemli olmaya başladı. Bundan yıllarca önce, 1814-1815'de Münihli optikçi Joseph Fraunhofer tarafından şu keşfedilmişti: Güneş'ten gelen ışık önce bir yarıktan sonra da cam bir prizmadan geçirildiği zaman elde edilen renk tayfı, her biri yarığın görüntüsü olan, yüzlerce karanlık çizgi ile kesilmektedir. (Bu çizgilerden birkaçı daha da önce, 1802'de, William Hyde Wol-

laston tarafından fark edilmiş; fakat o zaman dikkatlice incelenmemişti.) Bu siyah çizgiler her zaman aynı renk tayflarında bulunuyordu ve herbiri ışığın kesin bir dalga boyuna karşılık geliyordu. Aynı siyah tayf çizgileri Fraunhofer tarafından Ay'ın ve parlak yıldızların tayfında da aynı konumlarda bulundu. Kısa zamanda bunun nedeni anlaşıldı: Bu siyah çizgiler, ışık bir yıldızın sıcak yüzeyinden gelip daha soğuk olan dış atmosferinden geçerken belirli bazı dalga boylarındaki ışığın seçilerek soğurulmasıyla oluşmaktadır. Her bir çizgi, ışığın belli bir kimyasal element tarafından soğurulması ile ortaya çıkar; böylece Güneş'te bulunan, örneğin sodyum, demir, magnezyum, kalsiyum ve krom gibi elementlerin Dünya'da bulunanlarla aynı olduğunu belirlemek mümkün oldu. (Bugün biliyoruz ki, bu siyah çizgilerin dalgaboyları, atomu, en düşük enerji düzeyinden uyarılmış düzeylerinden birine yükseltmeye tam yetecek enerjiye sahip bir fotonun dalgaboyu ile aynıdır.)

1868'de Sir William Huggins, kimi daha parlak yıldızların tayflarındaki siyah çizgilerin, Güneş tayfındaki normal konumlarına göre, biraz kırmızıya ya da maviye kaymış olduklarını göstermeyi başardı. Bunu haklı olarak, yıldızın Dünya'dan öteye ya da Dünya'ya doğru hareketinin neden olduğu Doppler kayması olarak yorumladı. Örneğin Capella adındaki yıldızın tayfındaki her siyah çizginin dalgaboyu, Güneş tayfında buna karşılık gelen siyah çizginin dalgaboyundan yüzde 0,01 daha uzundur; bu kırmızıya kayma, Capella'nın bizden ışık hızının yüzde 0,01'i kadar, yani saniyede 30 kilometre hızla uzaklaştığını gösterir. Bunu izleyen yıllarda Doppler etkisi, Güneş atmosferindeki gaz yükseltilerinin, çift yıldızların ve Satürn'ün halkalarının hızlarını bulmak için kullanıldı.

Doppler kaymalarını gözleyerek hızların ölçümü özünde duyarlı bir tekniktir; çünkü tayf çizgilerinin dalgaboyları çok yüksek doğrulukla ölçülebilir; dalgaboylarını çizelgelerde sekiz anlamlı rakama kadar verilmiş görmek olağandışı sayılmaz. Üstelik, ışık kaynağının uzaklığı ne olursa olsun

bu teknik duyarlılığını korur, yeter ki gece göğün saldığı ışınıma karşı tayf çizgisini seçmeye yetecek kadar ışık gelsin.

Bu bölümün başında sözü edilen yıldız hızlarının tipik değerlerini bilmemiz, Doppler etkisinin kullanımı sayesinde olmuştur. Doppler etkisi, yakın yıldızların uzaklıkları hakkında da ipucu verir: Eğer bir yıldızın hareket doğrultusu hakkında bir tahminde bulunursak, Doppler etkisi yıldızın görüş doğrultumuzda olduğu kadar ona dik doğrultudaki hızını da verir; böylece yıldızın gökküresi üzerindeki görünen hareketinin ölçülmesi yıldızın bizden ne kadar uzakta olduğunu da belirler. Fakat Doppler etkisinin kozmolojik önem taşıyan sonuçları, ancak astronomlar görünür yıldızlardan daha uzakta olan nesnelerin tayflarını incelemeye başlayınca ortaya çıktı. Şimdi bu uzak nesnelerin keşfi hakkında birşeyler söylemeliyim; sonra Doppler etkisine yeniden döneceğim.

Bu bölüme geceleyin gökyüzüne bir göz atmakla başladık. Ay, gezegenler ve yıldızlardan başka sözünü edebileceğim, kozmolojik önem taşıyan görünür iki cisim daha vardır.

Bunlardan birisi öyle belirgin ve parlaktır ki bazen bir şehrin puslu gecesinde bile görülebilir. Bu, büyük bir daire içinde gökküresi boyunca uzanan ve eski zamanlardan beri Samanyolu olarak bilinen ışıklar şerididir. 1750’de İngiliz alet yapımcısı Thomas Wright dikkat çekici bir kitap yayınladı: *Evrenin Özgün Kuramı ya da Yeni Varsayımı*. Bu kitapta, yıldızların bir “değirmentası” gibi yassı bir dilimde yer aldıklarını, dilimin kalınlığının sonlu olduğunu fakat dilim düzleminde uzaklıkların her yönde büyük değerlere ulaştığını öne sürmüştü. Güneş sistemi dilimin içinde yer alır; dolayısıyla Dünya’dan dilim düzlemi boyunca baktığımız zaman, diğer yönlerde baktığımız zamankinden doğal olarak çok daha fazla ışık görürüz. Samanyolu olarak gördüğümüz işte budur.

Wright’ın kuramının doğrulanmasından bu yana çok zaman geçti. Bugün Samanyolu siteminin 80 000 ışık yılı çapında ve 6000 ışık yılı kalınlığında yassı bir yıldızlar diskinden oluştuğu biliniyor. Ayrıca samanyolu, yine yıldızlardan

oluşmuş, neredeyse 100 000 ışık yılı çapında küresel bir taça (hâleye) sahiptir. Toplam kütlenin 100 milyar Güneş kütlesi kadar olduğu tahmin ediliyor; fakat kimi astronomlar yaygın bir taçta daha epeyce madde olduğunu sanmaktadırlar. Güneş sistemi diskin merkezinden 30000 ışık yılı kadar uzakta ve diskin orta düzleminin biraz “kuzey”indedir. Bu disk saniyede 250’km ye kadar ulaşan hızlarla döner ve dev sarmal kollar sergiler. Eğer onun tümünü dışarıdan görebilseydik ne görkemli bir manzara olurdu! Tüm sisteme artık çoğunlukla Samanyolu, ya da daha geniş bir bakışla “gökadamız” denir.

Karanlık göğün kozmolojik olarak ilginç özelliklerinden diğeri Samanyolu’ndan çok daha az belirgindir. Andromeda takım yıldızında, görülmesi kolay olmayan fakat nerede arayacağınızı bilerseniz açıkça görünen puslu bir leke vardır. Öyle anlaşıyor ki bu cisime yazılı olarak ilk kez M.S. 964’de Pers astronomu Abdurrahman Al-Sufi’nin derlediği *Sabit Yıldızlar Kitabı*’ndaki bir listede değinilmiş. Al-Sufi onu “küçük bulut” olarak betimlemiş. Teleskoplar kullanıma girdikten sonra, bu tür yaygın cisimlerden gittikçe daha çok keşfedildi; 17. ve 18. yüzyıl astronomları bu cisimlerin, gerçekten ilginç gözüken şeylerin, yani kuyruklu yıldızların aranmasında ayak bağı olduklarını gördüler. Kuyruklu yıldız ararken bakılmaması gereken cisimlerin kullanışlı bir listesini sağlamak amacıyla Charles Messier 1781’de ünlü *Bulutsular ve Yıldız Kümeleri* katoloğunu yayınladı. Astronomlar bu katalogdaki 103 cismi hâlâ onların Messier numaraları ile gösterirler: Söz gelimi Andromeda Bulutsusu M31, Yengeç Bulutsusu M1’dir, v.b.

Messier’in zamanında bile bu yaygın nesnelerin hep aynı olmadıkları aşıktı. Bir bölümü, Ülker\* (M45) gibi, yıldız kümeleridirler. Diğer bölümü ise düzensiz şekilli, parlayan

\* Astronomların Ülker dedikleri Pleiades (M45) yıldız kümesi, halk arasında daha çok, “Yedi Kandilli Süreyya” ya da “Yedi Kızkardeş” olarak bilinir (Çev).

gazbulutsularındırlar; bunların bir kısmı Orion takım yıldızındaki Dev Bulutsu gibi, renkli ve bir ya da daha fazla yıldızla ilişkilidirler. Bugün, bu iki türden olan nesnelerin kendi gökadamız içinde yer aldıklarını biliyoruz; dolayısıyla burada onlarla daha fazla ilgilenmemiz gerekmez. Ne var ki, Messier katoloğundaki nesnelerin yaklaşık üçte biri oldukça düzenli elips biçiminde beyaz bulutsular olup, bunların en belirginini Andromeda Bulutsusu yani M31'di. Teleskoplar geliştikçe bunlardan binlercesi daha bulundu ve 19. yüzyılın sonlarına gelmeden, bir kısmında, M31 ve M33 dahil, sarmal kollar belirlendi. Gene de, 18. ve 19. yüzyılların en iyi teleskopları eliptik ve sarmal bulutsuları yıldızlarına ayırtıramadılar ve bunların doğası tam olarak aydınlatılamadı.

Bu bulutsuların bir kısmının, bizim gökadamız gibi gökadar olduklarını ilk olarak öngören kişi büyük bir olasılıkla Imanuel Kant'tı. Wright'ın Samanyolu kuramını ele alan Kant 1755'de *Evrensel Doğa Tarihi ve Göklerin Kuramı* adlı yapıtında bulutsuların, "daha doğrusu onların bir türünün", kendi gökadamızın büyüklüğünde ve şeklinde dairesel diskler olduklarını öne sürdü. Eliptik görünüyorlar, çünkü çoğuna eğik bir açıdan bakılıyordu. Sönük olmaları da doğaldı, çünkü çok uzaktaydılar.

Bizimki gibi gökadarlarla dolu bir evren fikri, 19. yüzyılın başında, herkes tarafından olmasa bile, yaygın bir kabul gördü. Ne var ki, bu eliptik ve sarmal bulutsuların, Messier'in kataloğundaki diğer cisimler gibi, kendi gökadamız içinde basit bulutlar olabileceği açık bir olasılık olarak kaldı. Büyük bir karışıklık kaynağı, sarmal bulutsuların bir kısmında patlayan yıldızların gözlenmesiydi. Eğer bu bulutsular bireysel yıldızlarını seçemeyeceğimiz kadar uzak, bağımsız gökadar olsalardı bu kadar uzakta öyle parlak görünmeleri için bu patlamaların inanılmaz derecede güçlü olmaları gerekirdi. Bu bağlamda, 19. yüzyılın bilimsel yazınının en olgun örneklerinden birini buraya aktarmaktan kendimi alamıyorum. 1893'de yazdığı bir yazıda, İngiliz astronomi tarihçisi Agnes Clerke şöyle diyordu:

Andromeda'daki ünlü bulutsu ve Canes Venatici'deki (Av Köpekleri) büyük sarmal, sürekli tayf veren bulutsuların en dikkat çekenlerindendir; ve genel bir kural olarak, yıldız kümelerinin aşırı uzaklık nedeniyle aldıkları dumansı görünümü sergileyen tüm böyle bulutsuların ışınlamaları aynı türdendir. Ne var ki, buradan yola çıkarak onların gerçekten öyle Güneş benzeri nesnelerin toplulukları oldukları sonucuna varmak çok aceleci bir davranış olurdu. Böyle bir sonuç çıkarmanın olanaksızlığı, bu bulutsulardan ikisinde çeyrek yüzyıl aralıkla meydana gelen yıldız patlamalarıyla büyük ölçüde kuvvetlenmiştir. Çünkü pratik olarak şurası kesindir ki, bu bulutsular ne kadar uzakta ise bu yıldızlar da o kadar uzaktadırlar; dolayısıyla, eğer bulutsuların yapıtaşları güneşler ise, bu güneşlerin zayıf ışığını neredeyse silen o eşsiz büyüklükteki iki cisim, Mr. Proctor'un savunduğu gibi, düş gücünü aşan ölçekte büyük olmalıydılar.

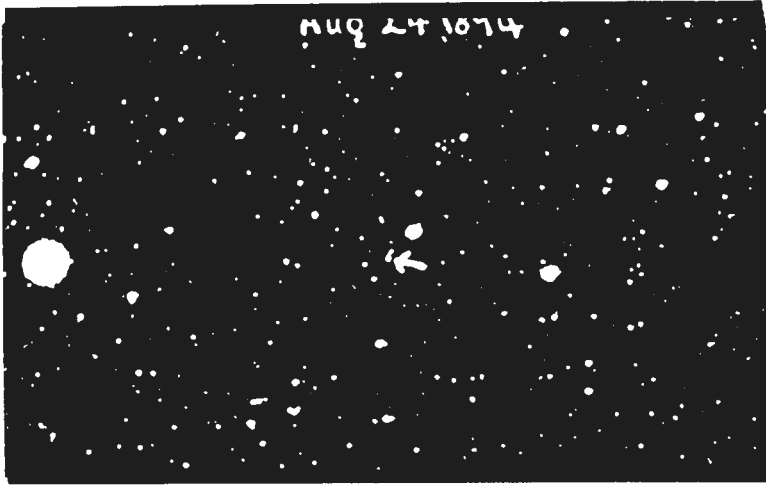
Bugün biliyoruz ki, bu yıldız patlamaları gerçekten "düş gücünü aşan ölçekte büyük" idiler. Onlar süpernova'lardı. Süpernova patlamasında tek bir yıldızın parlaklığı tüm bir gökadamın parlaklığına ulaşır. Fakat bu 1893'de bilinmiyordu.

Sarmal ve eliptik bulutsuların doğası sorunu, onların ne kadar uzakta olduklarını saptayan güvenilir bir yöntem bulunmadan çözülemezdi. Böyle bir "ölçü çubuğu", ancak Los Angeles yakınında Mount Wilson'da 2,5 metrelik teleskop tamamlandıktan sonra keşfedildi. 1923'de Edwin Hubble ilk kez Andromeda Bulutsusunu bireysel yıldızlarına ayırtırmayı başardı. Sarmal kolların birkaç parlak değişen yıldız içerdiğini ve bunların periyodik parlaklık değişiminin, bizim gökadamızda önceden tanıdığımız ve Sefeid değişenleri olarak bilinen bir yıldız sınıfındaki ile aynı türde olduğunu buldu. Bunun böylesine önemli olmasının nedeni şuydu: Önceki on yıl içinde Harvard Koleji gözlemevinden Henrietta Swan Leavitt ve Harlow Shapley'nin çalışması, Sefeidlerin gözlenen değişim periyodları ile salt parlaklıkları arasında sıkı bir ilişki ortaya koymuştu. ( Salt parlaklık, bir gök cisminin bütün doğrultulara saldırdığı toplam ışınlamadır. Görünen parlaklık ise, teleskobumuzun aynasının her bir santimetre karesinde bizim aldığımız ışınlamadır. Gök cisimlerinin algıladığımız parlaklığını belirleyen salt parlaklık değil, gö-

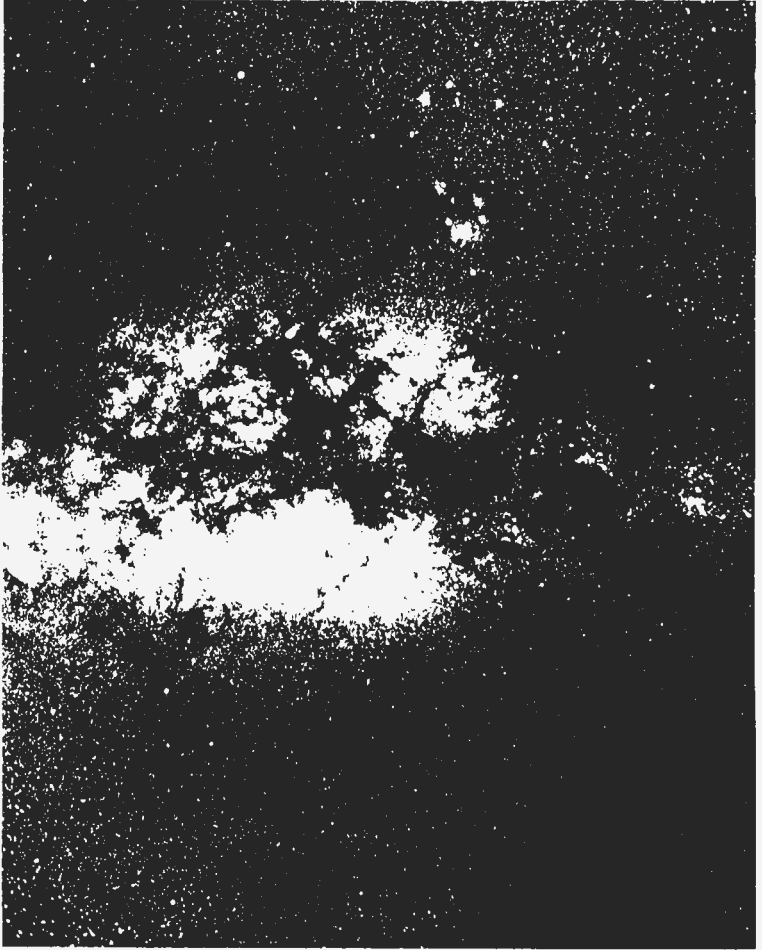
rünen parlaklıktır. Kuşkusuz, görünen parlaklık yalnız salt parlaklığa değil, uzaklığa da bağlıdır; dolayısıyla bir gök cisminin salt ve görünen parlaklıklarının ikisini de bilince uzaklığını bulabiliriz.) Hubble, Adromeda Bulutsusundaki Sefeidlerin görünen parlaklıklarını gözleyerek ve salt parlaklıklarını da periyotlarından kestirerek, onların uzaklıklarını ve dolayısıyla Andromeda Bulutsusunun uzaklığını hemen hesaplayabildi. Kullandığı basit kural şuydu: Görünen parlaklık salt parlaklık ile doğru, uzaklığın karesi ile ters orantılıdır. Ulaştığı sonuç ise şu oldu: Andromeda Bulutsusu 900 000 ışık yılı uzaktadır, yani kendi gökadamız içinde bilinen en uzak cisimlerden en az on kat daha uzaktadır. Walter Baade ve diğerleri tarafından Sefeidlerin periyot - parlaklık bağıntısının birkaç kez yeniden ayarlanması, Andromeda Bulutsusunun uzaklığını iki milyon ışık yılının üzerine çıkarmıştır. Fakat daha 1923'de varılan sonuç açıktı: Andromeda Bulutsusu ve binlerce benzer bulutsu bizimki gibi birer gökadamdır ve bütün yönlerde çok büyük uzaklıklara kadar evreni doldururlar.

Bulutsuların Samanyolu dışında oldukları kesinleşmeden önce bile astronomlar, onların tayflarındaki çizgilerin tanıdık atom tayflarındaki bilinen çizgilerle aynı olduklarını saptayabilmişlerdi. Ne var ki, 1910-1920 arasındaki on yılda Lowell gözlemevinden Vesto Melvin Slipher tarafından, birçok bulutsunun tayf çizgilerinin hafifçe kırmızıya ya da maviye kaydıkları keşfedilmişti. Bu kaymalar bulutsuların dünyaya doğru ya da dünyadan öteye doğru hareket ettiğini gösteren Doppler etkisi olarak yorumlanmıştı. Örneğin Andromeda Bulutsusunun saniyede 300 kilometre hızla dünyaya doğru yaklaştığı bulunmuş; Virgo (Bakire) takım yıldızındaki daha uzak gökadalara kümesinin ise dünyadan saniyede 1000 kilometre hızla uzaklaştığı anlaşılmıştı.

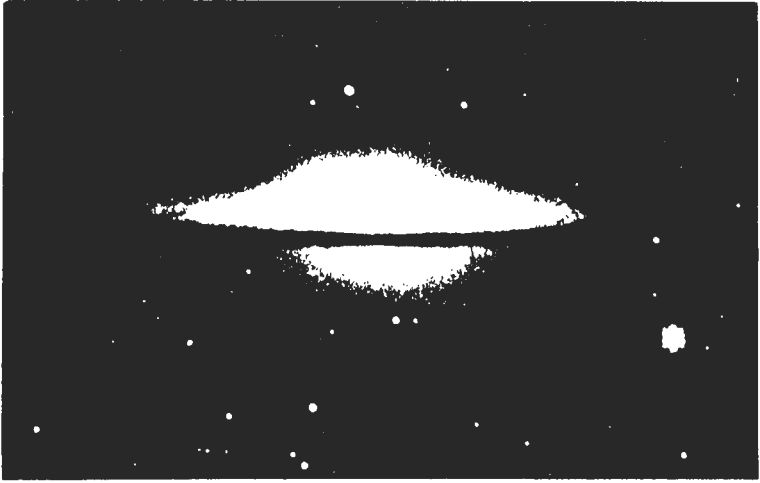
Başlangıçta bunların sadece görece hızlar olabileceği, yani kendi Güneş sistemimizin kimi gökadalara yaklaşma, kimilerinden uzaklaşma hareketini yansıttığı düşünüldü.



*Bernard yıldızının öz hareketi:* Bernard Yıldızının (beyaz ok ile belirtilmiştir) konumu, 22 yıl aralıkla çekilen iki fotoğrafta gösterilmiştir. Daha parlak arkaalan yıldızlarına göre Bernard Yıldızının konumundaki değişme kolayca anlaşılmaktadır. Bu 22 yıl içinde, Bernard Yıldızına bakış doğrultusu 3,7 açı dakikası değişmiştir; o halde "öz hareket" yılda 0,17 açı dakikasıdır. ( Yerkes gözlemevi fotoğrafı)



*Sagittarius'da Samanyolu:* Bu fotoğraf, Samanyolunun merkezi doğrultusunda, Sagittarius takım yıldızındaki kısmını göstermektedir. Gökadanın yassılığı açıkça görülmektedir. Samanyolunun düzleminden geçen karanlık bölgeler toz bulutlarından kaynaklanır, bunlar arkalarındaki yıldızlardan gelen ışığı soğururlar. (Hale gözlemevleri fotoğrafı)



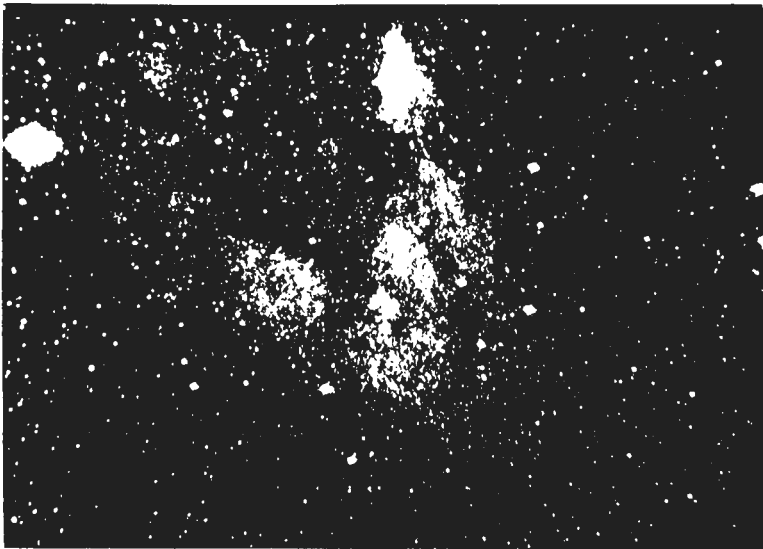
*Sarmal Gökada M104:* Bu, 100 milyar kadar yıldız içeren dev bir sistemdir. Bizim kendi gökadamıza çok benzer; fakat bizden 60 milyon ışık yılı kadar uzaktadır. Resimde M104 neredeyse tam yandan görünmektedir, hem parlak küresel taç hem de yassı diskin varlığı kolaylıkla tespit edilebilir. Disk, karanlık toz şeritleri ile "işaretlenmiştir", tıpkı önceki fotoğrafta gösterilen bizim gökadamızın tozlu bölgeleri gibi. Bu fotoğraf Kaliforniya'daki Mt Wilson gözlemevinde bulunan 150 cm'lik aynalı teleskopla çekilmiştir. (Yerkes gözlemevi fotoğrafı)

Ne var ki, hepsi de tayfın kırmızı ucuna doğru olan daha büyük tayfsal kaymalar keşfedildikçe, bu açıklama savunulamaz oldu. Andromeda Bulutsusu gibi birkaç yakın komşu gökadalardan dışında, diğer gökadalardan genellikle bizim gökadamızdan hızla uzaklaşmakta oldukları anlaşıldı. Bu, kuşkusuz, bizim gökadamız özel bir merkez konumuna sahiptir anlamına gelmez. Tersine, öyle görünüyor ki, evren, bir gökadanın diğer her gökadadan uzaklaşmakta olduğu bir çeşit patlama geçirmektedir.

Bu yorum, 1929'da Hubble "gökadamızın kırmızıya kaymaları, kabaca bize olan uzaklıklarıyla doğru orantılı olarak artar" şeklindeki bulgusunu ilan ettikten sonra genel kabul gördü. Bu gözlemin önemi şuradadır: Patlayan bir



*Andromeda'da Büyük Gökada M31:* Bu, kendimizinkine en yakın olan büyük gökadadır. Sağ üstte ve merkezin altında bulunan iki parlak benek, M31'in kütleçekim alanı tarafından yörüngede tutulan ve NGC205 ve NGC221 olarak bilinen küçük gökadalardır. Resimdeki diğer parlak benekler "önelen" nesneleri, yani raslantı sonucu Dünya ile M31 arasında bulunan kendi gökadamızın içindeki yıldızlardır. Bu resim Palomar'da 120 cm' lik teleskopla çekilmiştir. (Hale gözlemevleri fotoğrafı)



*Andromeda Gökadasının Ayrıntısı:* Bu, Andromeda gökadası M31'in bir parçasını, yani önceki fotoğrafta sağ alt köşeye düşen parçayı göstermektedir. Mt. Wilson'da 250 cm'lik teleskopla çekilen bu fotoğraf, M31'in sarmal kolları yıldızları ayrı ayrı göstermeye yetecek ayırma gücüne sahiptir. M31'in aşağı yukarı bizimki gibi bir gökada olduğu, bizim gökadamızın dış bölgesinin bir parçası olmadığı Hubble'ın 1923'de bu tür yıldızları incelemesi sonucunda kesinlik kazanmıştı. (Hale gözlemevi fotoğrafı)

evrende madde akışının olası en basit modelinden beklememiz gerekenin tam olarak bu olduğunu söyleyebiliriz.

Sezgilerimize göre, şunu bekleriz: Verilen herhangi bir zamanda, ne yöne bakarlarsa baksınlar, bütün “tipik” gökadalardaki gözlemcilere evren aynı gözükmelidir. (Burada ve bundan sonra “tipik” sıfatını, kendisine özgü büyük hareketi olmayan, fakat genel kozmik gökada akımı boyunca taşınan gökadalарını belirtmek için kullanacağım.) Bu varsayım (en azından Kopernik'ten beri) o kadar doğaldır ki, İngiliz Astrofizikçi Edward Arthur Milne buna “Kozmoloji İlkesi” demiştir.

Gökadaların kendilerine uygulandığında, Kozmoloji İlkesine göre, tipik bir gökadadaki gözlemci, hangi tipik gökadaya “binmiş” olursa olsun, diğer bütün gökadalарı aynı desendeki hızlarla hareket ediyor görmelidir. Herhangi iki göka-

Gökada  
KümeleriIşık-yılı  
cinsinden uzaklık

## Kırmızıya Kayma



VIRGO

78,000,000



1,200 km/sn.



URSA MAJOR

1,000,000,000



15,000 km/sn.



CORONA BOREALIS

1,400,000,000



22,000 km/sn.



BOOTES

2,500,000,000



39,000 km/sn.



HYDRA

3,960,000,000



61,000 km/sn.

**Kırmızıya Kayma ve Uzaklık Arasındaki İlişki:** Burada gösterilenler, beş gökada kumesi içindeki parlak gökadalardan ve onların tayflarıdır. Bu gökadalardan tayfları, birkaç kısa, siyah dikey çizgiyle kesilen uzun, yatay beyaz şeritlerdir. Bu tayflar boyunca her konum, gökadadan gelen belli bir dalgaboyu ışığa karşılık gelir; siyah çizgiler bu gökadalardaki yıldızların atmosferlerinde ışığın soğurulmasından kaynaklanır. (Her gökadanın tayfının üstünde ve altındaki parlak dikey çizgiler sadece standart karşılaştırma tayfidir; dalgaboylarını belirlemede yardımcı olması için gökadanın tayfının üzerine eklenmiştir.) Her tayfın altındaki ok, iki özel soğurma çizgisinin (Kalsiyum H ve K çizgileri) normal konumlarından tayfın sağ (kırmızı) ucuna doğru kaymalarını göstermektedir. Eğer Doppler etkisi olarak yorumlanırsa, bu soğurma çizgilerinin kırmızıya kayması, Virgo kümesi gökadası için saniyede 1200 kilometreden Hydra kümesi için saniyede 61000 kilometreye varan bir hız belirtmektedir. Uzaklıkla orantılı bir kırmızıya kayma durumunda, bu, gökadalardan ardışık olarak daha büyük uzaklıklarda yer aldıklarını gösterir. (Burada verilen uzaklıklar, değeri bir milyon ışık yılı başına saniyede 15,3 kilometre olan bir Hubble sabiti ile hesaplanmıştır). Bu yorum, kırmızıya kayma arttıkça gökadalardan gittikçe daha küçük ve daha sönük görünmeleriyle doğrulanmaktadır. (Hale gözlemevi fotoğrafı).

danın görelî hızının, tam Hubble'ın bulduğu gibi, o gökadalara aralarındaki uzaklıkla doğru orantılı olması bu ilkenin matematiksel bir sonucudur.

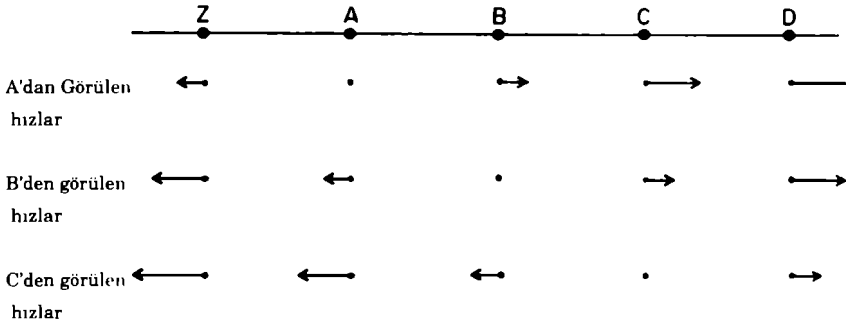
Bunu görmek için, bir doğru çizgi boyunca dizilmiş A,B,C gibi tipik üç gökada alalım.(Şekil 1'e bakınız) A ile B arasındaki uzaklığın B ile C arasındaki uzaklıkla aynı olduğunu varsayalım. A'dan bakıldığında B'nin hızı her ne ise, Kozmoloji İlkesi C'nin B'ye göre aynı hıza sahip olmasını gerektirir. Fakat bu durumda dikkat edilirse, A'dan uzaklığı B'nin iki katı olan C, A'ya göre, B'nin A'ya göre hızının da iki katı hızla hareket etmektedir. Zincirimize başka gökadalara da ekleyebiliriz; sonuç, her zaman herhangi bir gökadanın bir başka gökadayla göre uzaklaşma hızı, aralarındaki uzaklıkla doğru orantılıdır şeklinde çıkacaktır.

Bilimde sık sık olduğu gibi, bu sav hem ileriye hem de geriye doğru kullanılabilir. Hubble gökadalara uzaklıkları ile uzaklaşma hızları arasında bir orantı gözlerken, dolaylı olarak Kozmoloji İlkesinin geçerliliğini de kanıtlıyordu. Bu felsefi açıdan müthiş doyurucudur: Evrenin herhangi bir parçası ya da doğrultusu bir diğerinden neden farklı olsun? Ayrıca bu, astronomların, çok daha geniş bir kozmik girdap içinde sadece küçük bir yerel girdaba değil, evrenin gerçekten hatırı sayılır bir kesimine baktıkları konusundaki güvenimizi arttırır. Ayrıca tersi bir bakış açısından, Kozmoloji İlkesini apriori temeller üzerine baştan verilmiş kabul edebilir ve, önceki paragrafta yapıldığı gibi, uzaklık ile hız arasındaki orantılılık bağıntısını çıkarabiliriz. Bu yolla, Doppler kaymalarının oldukça kolay yapılabilen ölçümleri yardımıyla, çok uzak cisimlerin uzaklıklarını onların hızlarından elde edebilmekteyiz.

Doppler kaymalarının ölçümünden ayrı olarak, Kozmoloji İlkesinin bir başka çeşit gözlemsel desteği daha vardır. Kendi gökadamızın ve Virgo takım yıldızındaki zengin yakın gökadalara kümesinin neden olduğu düzensizlikler için gerekli düzeltmeler yapıldıktan sonra, evren oldukça eşyönlü, yani bütün yönlerde aynı, görünmektedir. ( Bu, gelecek bölümde tartışılan mikrodalga arkaalan ışıınımı tarafından daha da inan-

dırıcı olarak gösterilmektedir.) Ancak Kopernik'den bu yana, insanoğlunun evrende herhangi özel bir konuma sahip olduğunu varsaymaya karşı temkinli olmayı öğrendik. Öyleyse, evren çevremizde eşyönlü ise, tipik gökada çevresinde de eşyönlü olmalıdır. Ne var ki, evrende herhangi bir nokta sabit merkezler çevresinde bir dizi dönmelerle bir başka noktaya taşınabilir; (Şekil 2'ye bakınız) o halde, eğer evren her nokta çevresinde eşyönlü ise, ister istemez homojendir de.

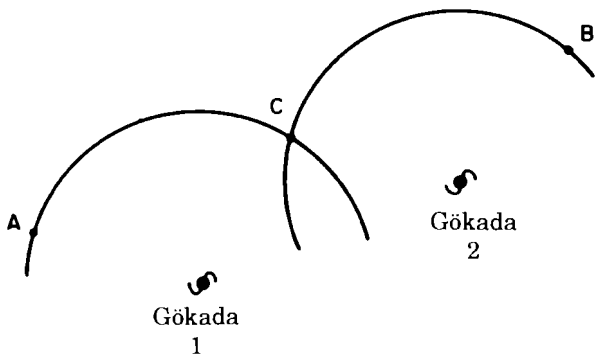
Daha ileri gitmeden, Kozmoloji İlkesine birkaç kısıtlama koymalıyız. Birincisi, Kozmoloji İlkesi açıkça küçük ölçekler için geçerli değildir: Biz, başka gökadalardan (M31 ve M33 dahil) oluşan küçük bir yerel grubun üyesi olan bir gökada içindeyiz; bu yerel grup da Virgo içinde devasa bir gökadalardan kümesinin yakınında yer alır. Aslında Messier'in kataloğundaki 33 gökadanın neredeyse yarısı göğün küçük bir parça-



*Şekil 1. Homojenlik ve Hubble Yasası.* Şekilde eşit aralıklarla yerleşmiş Z,A,B,C,... gibi bir gökadalardan dizisi gösterilmektedir; bunların A'dan, B'den ya da C'den bakıldığında ölçülen hızları ekli okların uzunlukları ve yönleri ile belirtilmiştir. Homojenlik İlkesi, C'nin B'den görülen hızının B'nin A'dan görülen hızına eşit olmasını gerektirir; bu iki hızı toplayınca, C'nin A'dan görülen ve iki kez daha uzun okla belirtilen hızını verir. Bu yolla, şekilde gösterilen tüm hızlar desenini doldurabiliriz. Görülebileceği gibi, hızlar Hubble yasasına uyar: Herhangi bir gökadanın bir başka gökadanın görülen hızı, aralarındaki uzaklıkla orantılıdır. Bu homojenlik İlkesi ile tutarlı hızlar deseni ancak budur.

sında, yani Virgo takım yıldızında bulunurlar. Kozmoloji İlkesi, eğer bir geçerliliği varsa, evrene en azından gökada kümeleri arasındaki uzaklık ( yani 100 milyon ışık yılı) ölçeğinde baktığımız zaman ancak kendini göstermeye başlar.

Bir başka kısıtlama daha vardır. Kozmoloji İlkesini, gökadaların hızlarının uzaklıkları ile orantılı olduğunu veren bağıntıyı çıkarmak için kullanırken şunu varsaydık: Eğer C'nin B'ye göre hızı, B'nin A'ya göre hızına eşit ise, o zaman C'nin A'ya göre hızı iki kat daha büyüktür. Bu, tamı tamına, herkesin alışık olduğu hızları toplamının bilinen kuralıdır ve günlük yaşamın oldukça küçük hızları için elbette geçerlidir. Ne var ki, bu kural ışık hızına (saniyede 300 000 kilometre) yaklaşan hızlarda geçerliliğini yitirmelidir; çünkü aksi halde belli sayıda görelî hızları toplayarak ışık hızından daha büyük toplam hız elde edebilirdik; bu ise Einstein'ın Özel Görelilik Kuramı tarafından yasaklanmıştır. Sözgelimi, hızları toplamının alışılmış kuralına göre, eğer ışık hızının



Şekil 2. Eşyönlülük ve Homojenlik. Eğer evren hem gökada 1 hem de gökada 2 çevresinde eşyönlü ise, o zaman homojendir. A ve B gibi gelişigüzel iki noktada koşulların aynı olduğunu göstermek için, gökada 1 çevresinde A'dan geçen bir çember ve gökada 2 çevresinde B'den geçen bir başka çember çiziniz. Gökada 1 çevresindeki eşyönlülük, A'da ve çemberlerin kesiştiği C noktasında koşulların aynı olmasını gerektirir. Benzer olarak, gökada 2 çevresindeki eşyönlülük, B'deki ve C'deki koşulların aynı olmasını gerektirir. O halde koşullar A'da ve B'de aynıdır.

dörtte üçü bir hız ile giden uçağın içindeki bir yolcu, ışık hızının dörtte üçü bir hız ile ileri doğru bir mermi ateşlerse, o zaman merminin yere göre hızı, ışık hızının birbuçuk katı olur; bu ise olanaksızdır. Özel Görelilik, hızları toplama kuralını değiştirmek sureti ile bu sorundan kurtulur: C'nin A'ya göre hızı aslında, B'nin A'ya göre hızı ile C'nin B'ye göre hızının toplamından bir miktar küçüktür; öyle ki ışık hızından küçük hızları kaç kez birbirlerine eklersek ekleyelim, hiçbir zaman ışık hızından büyük bir hız elde edemeyiz.

Bunlar 1929'da Hubble için bir problem yaratmıyordu; Çünkü Hubble'ın o zaman incelediği gökadalara hiç biri ışık hızına yakın denebilecek bir hıza bile sahip değildi. Yine de evrenbilimciler tüm evreni niteleyen gerçekten büyük uzaklıkları ele aldıkları zaman, ışık hızına yaklaşan hızlarla uğraşabilen bir kuramsal çerçevede, yani Einstein'ın Özel ve Genel Görelilik Kuramları ile çalışmalıdırlar. Doğrusu, bu büyüklükteki uzaklıklarla uğraşırken, uzaklık kavramının kendisi belirsizleşir; dolayısıyla uzaklığın, ışıyım gücünün mü, çapın mı, öz hareketin mi, yoksa başka bir şeyin mi gözlenmesiyle ölçülen bir uzaklık olduğunu belirtmeliyiz.

Şimdi 1929'a dönelim: Hubble 18 gökadanın uzaklıklarını, onların en parlak yıldızlarının görünen ışıyım güçlerinden (parlaklıklarından) hesapladı ve bu uzaklıkları, ilgili gökadalara Doppler kaymalarından tayfsal olarak belirlenen hızları ile karşılaştırdı. Vardığı sonuç şu oldu: Hızlar ile uzaklıklar arasında "kabaca bir çizgisel bağıntı" (yani basit orantı) vardır. Aslında Hubble'ın verilerine bakınca böyle bir sonuca nasıl ulaştığı beni şaşkına çeviriyor: Gökadalara hızları ile uzaklıkları neredeyse ilişkisiz gözüküyor, hızın uzaklıkla olan ilişkisinde hafif bir artma eğilimi saptayabiliyordu. Doğrusu, bu 18 gökada için hız ile uzaklık arasında "temiz" bir orantı bekleyemezdik: Bütün gökadalara aşırı derecede birbirine yakındır; hiç biri Virgo kümesinden daha ötede değildir. Yukarıda anahatları çizilen basit savlara, ve aşağıda tartışılacak bununla ilgili kuramsal gelişmelere güvenerek, "Hubble, elde etmek istediği yanıtı biliyordu" sonucuna kolaylıkla varabiliriz.

Doğrusu her ne ise, 1931'e kadar kanıt oldukça gelişip düzelmişti ve Hubble, hızları saniyede 20000 kilometreye kadar olan gökadalara için, hızın uzaklıkla orantılı olduğunu doğrulamayı başardı. O zamanki mevcut uzaklık tahminleriyle varılan sonuç şuydu: Uzaklıkta her milyon ışık yılı kadarlık bir artış için, hız saniyede 170 kilometre artar; o halde saniyede 20000 kilometrelik hız, uzaklığın 120 milyon ışık yılı olması demektir. Bu sayı, yani birim uzaklık başına belli bir hız artışını veren sayı, genellikle "Hubble sabiti" olarak bilinir. (Bu sayı, hız ve uzaklık arasındaki orantılılığın, verilen bir zamanda, bütün gökadalara için aynı olduğu anlamında sabittir; yoksa göreceğimiz ki, evren evrimleştikçe Hubble sabiti zamanla değişir.)

1936'ya kadar spektroskopi uzmanı Milton Humason ile birlikte çalışan Hubble, Ursa Major II diye bilinen gökadalara kümesinin uzaklığını ve hızını ölçmeyi başarmıştı. Bu kümenin saniyede 42000 kilometre hızla uzaklaştığı bulunmuştu: Bu, ışık hızının yüzde 14'ü demektir. Kümenin o zaman 260 milyon ışık yılı olarak hesaplanan uzaklığı, Mt. Wilson gözlemevinin gücünün sınır noktasındaydı; dolayısıyla Hubble'ın çalışması durmak zorunda kaldı. II. Dünya savaşından sonra Palomar ve Mt. Hamilton'a daha büyük teleskoplar konunca, Hubble'ın programı başka gökbilimciler ( özellikle Palomar ve Mt. Wilson gözlemevlerinden Allan Sandage) tarafından yeniden ele alındı; bu program şimdi de sürmektedir.

Yarım yüzyıl boyunca gözlemlerden genel olarak çıkarılan sonuç şudur: Gökadalar, uzaklıkla orantılı olan bir hızla bizden uzaklaşmaktadırlar ( en azından ışık hızına aşırı yakın olmayan hızlar için). Kuşkusuz, Kozmoloji İlkesini tartıştığımızda vurgulandığı gibi, bu demek değildir ki biz evrende özellikle tercih edilen ya da edilmeyen bir konumdayız; her gökada çifti, aralarındaki uzaklıkla orantılı olarak birbirinden uzaklaşmaktadır. Hubble'ın ilk sonuçlarına yapılan en önemli düzeltme, Samanyolu-dışı uzaklık ölçeğinin yeniden düzenlenmesidir. Leavitt - Shapley'nin Sefeid'lerle ilgili peri-

yot - parlaklık bağıntısı Walter Baade ve diğerleri tarafından yeniden ayarlanınca, kısmen bunun bir sonucu olarak uzak gökadalara olan uzaklıklar Hubble'ın zamanında düşünülen- den şimdi yaklaşık on kez daha büyük bulunmaktadır. Böylece bugün Hubble sabitinin her bir milyon ışık yılı için saniyede sadece 15 kilometre civarında olduğuna inanılmaktadır.

Tüm bunlar, evrenin kökeni hakkında ne söylemektedir? Eğer gökadalara birbirlerinden hızla uzaklaşıyorlarsa, bir zamanlar birbirlerine daha yakın olmalıydılar. Daha kesin söylemek gerekirse, eğer herhangi iki gökadanın uzaklaşma hızı hep sabit kaldıysa, bugünkü duruma gelmeleri için geçen zaman basitçe aralarındaki bugünkü uzaklığın görelî hızla bölümüne eşittir. Fakat, hızın aralarındaki bugünkü uzaklıkla orantılı olması bu zamanın her gökada çifti için aynı olması demektir: Öyleyse bütün gökadalara geçmişte aynı anda birarada olmalıydılar! Hubble sabitini bir milyon ışık yılı için saniyede 15 kilometre alırsak gökadalara birbirlerinden uzaklaşmaya başladıkları andan bu yana geçen zaman 1 milyon ışık yılının 15 kilometre bölü saniyeye bölümüne eşit olur; bu da 20 milyar yıl demektir. Bu şekilde hesaplanan "yaş" a "karakteristik genişleme zamanı" diyeceğiz; bu basitçe Hubble sabitinin tersidir. Evrenin gerçek yaşı aslında karakteristik genişleme zamanından daha *küçük-tür*; çünkü, daha sonra göreceğimiz gibi gökadalara sabit hızlarla hareket etmemişler; fakat karşılıklı kütleçekim etkisi altında sürekli yavaşlamışlardır. Dolayısıyla, eğer Hubble sabiti 1 milyon ışık yılı için saniyede on beş kilometre ise evrenin yaşı 20 milyar yıldan daha az olmalıdır.

Kimi zaman bütün bunu, kısaca, evrenin büyüklüğü artıyor diyerek özetleriz. Bu, her ne kadar evren sonlu büyüklükte olabilirse de, zorunlu olarak sonlu büyüklüktedir anlamına gelmez. Bu tür bir ifade kullanılmaktadır; çünkü verilen bir zaman süresi içinde tipik iki gökada arasındaki uzaklık aynı *kesirsel* miktarda artar. Gökadalara hızları, yaklaşık sabit kalacak kadar kısa bir zaman süresi içinde, herhangi tipik iki gökadanın arasındaki uzaklığın artışı, on-

ların göreceli hızı çarpı aradan geçen zaman olarak verilecektir; ya da , Hubble yasasını kullanırsak, bu artış, Hubble sabiti ile aradaki uzaklık ve geçen zamanın çarpımına eşit olacaktır. Fakat bu durumda aradaki uzaklık artışının aradaki uzaklığın kendisine oranı, Hubble sabiti ile geçen zamanın çarpımına eşit olacaktır; bu ise her gökada çifti için aynıdır. Sözelimi, karakteristik genişleme zamanının (Hubble sabitinin tersi) yüzde 1'i kadar bir zaman içinde herhangi iki tipik gökada arasındaki uzaklık yüzde 1 artacaktır. O zaman, üstünkörü bir ifadeyle, evrenin büyüklüğü yüzde 1 arttı deriz.

Kırmızıya kaymanın bu yorumu ile herkesin fikir birliği içinde olduğu izlenimini vermek istemiyorum. Gökadaların bizden uzaklaştığını gerçekten gözlemiyoruz; bizim emin olduğumuz tek şey, tayflarındaki çizgilerin kırmızıya, yani uzun dalgaboylarına kaydığıdır. Kırmızıya kaymaların Doppler kaymalarıyla ya da evrenin genişlemesiyle herhangi bir ilişkisi olduğundan kuşku duyan tanınmış gökbilimciler vardır. Hale gözlemevlerinden Halton Arp, gökte gökada gruplamalarının varlığını ve bunların içindeki kimi gökadaların diğerlerinden farklı bir şekilde kırmızıya kayma gösterdiklerini vurgulamıştır. Eğer bu gruplaşmalar birbirlerine komşu gökadaların fiziksel öbekleşmelerini temsil ediyorsa, bir grup içindeki gökadalar çok farklı hızlara sahip olamazlar. Ayrıca 1963'de Maarten Schmidt tarafından, bir sınıf gökcisminin yıldız görünümlü olmalarına karşın yine de müthiş büyük, kimi durumlarda yüzde 300'ü aşan, kırmızıya kaymalara sahip oldukları keşfedildi. Eğer bu "yarı yıldızlı nesneler" kırmızıya kaymaların belirttiği kadar uzakta iseler, o kadar parlak olmaları için müthiş miktarlarda enerji salmalıdırlar. Son bir söz söylemek gerekirse gerçekten çok büyük uzaklıklarda hız ile uzaklık arasındaki bağıntıyı belirlemek kolay değildir.

Ne var ki gökadaların, kırmızıya kaymaların gösterdiği gibi, birbirlerinden gerçekten uzaklaştıklarını doğrulayacak bağımsız bir yol vardır. Daha önce gördüğümüz gibi, kırmızı-

zıya kaymaların bu yorumu, evrenin genişlemesinin 20 milyar yıldan biraz daha az bir zaman önce başladığına işaret eder. Eğer evrenin gerçekten o kadar yaşlı olduğuna dair bir başka kanıt bulabilirsek, bu, üstteki yorumun doğrulanması konusunda yarar sağlayacaktır. Gerçekten de, bizim gökadamızın 10-15 milyar yıl yaşında olduğuna ilişkin birçok kanıt vardır. Bu yaş tahmini, hem Dünya'daki çeşitli radyoaktif izotopların göreceli bolluğundan (özellikle uranyumun U-235 ve U-238 izotopları) hem de yıldızların evrimlerinin hesaplanmasıyla elde edilir. Radyoaktivite oranları ya da yıldız evrimi ile uzak gökadalara kırmızıya kayması arasında kuşkusuz doğrudan bir ilişki yoktur; öyleyse Hubble sabitinden çıkarılan evren yaşının, evrenin gerçek başlangıcını temsil ettiği yargısı oldukça kuvvetli bir yargıdır.

Bu bağlamda, tarihsel bir hatırlatma ilginç olacaktır: 1930'larda ve 1940'larda Hubble sabitinin çok daha büyük, her milyon ışık yılı için saniyede 170 kilometre olduğuna inanılıyordu. Önceki yargılamamıza göre, evrenin yaşı bu durumda bir milyon ışık yılı bölü 170 km/s olurdu; ki bu da 2 milyar yıl demektir. Hattâ kütleçekim frenlemesini hesaba katarsak, bu, daha da küçük çıkar. Fakat Lord Rutherford'un radyoaktivite çalışmalarından beri iyice biliniyor ki, yer küresi bundan çok daha yaşlıdır; bugün Dünya'nın 4,6 milyar yıl yaşında olduğuna inanılmaktadır. Dünya evrenden daha yaşlı olamaz; dolayısıyla gökbilimciler kırmızıya kaymanın evrenin yaşı hakkında birşey söyleyip söylemediği konusunda haklı olarak kuşkuya kapıldılar. 1930'ların ve 1940'ların en zekice kozmoloji fikirlerinin bir kısmı, belki de kararlı durum evreni dahil, görünürdeki bu çelişkidenden üretildi. Samanyolu dışı uzaklık ölçeğinin 1950'lerde on kat genişlemesiyle yaş çelişkisinin ortadan kalkması, belki de büyük patlama kozmolojisinin standart kuram olarak öne çıkmasının esas koşulu olmuştur.

Burada oluşturmakta olduğumuz evren resmi, genişlemekte olan bir gökadalara sürüşü görünümündedir. Işık şimdiye kadar bizim için yalnızca gökadalara uzaklık ve hız

bilgilerini taşıyan “yıldızlı ulak” rolünü oynamıştır. Ne var ki, erken evrende koşullar çok farklıydı; daha sonra göreceğimiz gibi, evrenin o zamanki baskın bileşenini oluşturan ışıktı; olağan madde yalnız dışlanabilir bir kirlenme rolü oynadı. Dolayısıyla eğer kırmızıya kayma hakkında öğrendiklerimizi, genişleyen evrende ışık dalgalarının davranışı cinsinden yeniden ifade edersek, bu bize daha sonra yararlı olacaktır.

İki tipik gökada arasında giden bir ışık dalgası alalım. Bu gökadarlar arasındaki uzaklık ışığın yolculuk zamanı ile ışık hızının çarpımına eşittir. Öte yandan, ışığın yolculuğu sırasında aradaki bu uzaklık artacaktır; bu artış, ışığın yolculuk zamanı ile gökadarların görelî hızının çarpımına eşittir. Gökadalar arasındaki uzaklığın kesirsel artışını hesaplarken, uzaklıktaki artışı, artış sırasındaki uzaklığın ortalama değerine böleriz ve bu işlemde ışığın yolculuk zamanının sadeleştiğini buluruz: Işığın yolculuğu sırasında bu iki gökada (dolayısıyla herhangi başka iki tipik gökada) arasındaki uzaklığın *kesirsel* artışı, tam olarak gökadarların görelî hızının ışık hızına oranıdır. Fakat daha önce gördüğümüz gibi, bu aynı oran, ışık dalgasının yolculuğu sırasında dalgaboyundaki kesirsel artışa da eşittir. O halde, *basitçe, evren genişledikçe bir ışık ışınının dalgaboyu, tipik gökadar arasındaki uzaklıkla orantılı olarak artar*. Evrenin genişlemesi nedeniyle dalga tepelerinin “çekilip” birbirlerinden uzaklaştırıldıklarını düşünebiliriz. Bizim tartışmamız yalnız bu yolculuk zamanları için tam olarak geçerli olmakla birlikte, böyle bir dizi yolculuğu biraraya getirerek, aynı şeyin genel olarak doğru olduğu sonucuna varabiliriz. Örneğin, 3C295 gökadasına baktığımızda ve tayfındaki dalgaboylarını standart dalgaboyu çizgilerinden yüzde 46 kadar daha büyük bulduğumuzda şu sonuca varabiliriz: Evren, ışığın 3C295’i terkettiği zamankine göre şimdi yüzde 46 kadar daha büyüktür.

Bu noktaya kadar, , hareketi yöneten kuvvetlere hiç değinmeden, fizikçilerin “kinematik” dedikleri sadece hareke-

tin betimlemesini yapan konularla ilgilendik. Ne var ki, yüz-yıllardır fizikçiler ve astronomlar evrenin dinamiğini de anlamaya çalıştılar. İster istemez bu, gök cisimleri arasında etkileyen tek kuvvetin, yani kütsel çekim kuvvetinin kozmolojideki rolünün incelenmesine yol açtı.

Tahmin edilebileceği gibi, bu soruna ilk el atan Isaac Newton oldu. Cambridge klâsikçisi Richard Bentley ile yaptığı ünlü bir yazışmada Newton şunu kabul etti: Eğer evrendeki madde düzgün olarak *sonlu* bir bölgeye dağılmışsa, o zaman maddenin tümü merkeze doğru düşme eğiliminde olur “ve tek, büyük bir kütsel kütle oluşur”. Öte yandan eğer madde düzgün olarak sonsuz bir uzaya yayılmışsa düşeceği herhangi bir merkez olmaz. Bu durumda madde tüm evrene saçılmış sonsuz sayıda birikintiler halinde yoğunlaşabilir, ki Newton bunun güneş ve yıldızların kökeni bile olabileceğini öne sürdü.

Sonsuz bir ortamın dinamiği ile uğraşmanın zorluğu, genel görelilik ortaya çıkıncaya kadar, daha fazla ilerlemeyi oldukça kısıtladı. Burası genel göreliliği açıklamanın yeri değildir; üstelik göreliliğin kozmoloji için başlangıçta düşünülenenden daha az önemli olduğu ortaya çıkmıştır. Şunu söylemek yeterlidir ki, Albert Einstein, Öklit olmayan geometrinin varolan matematiksel kuramını kullanarak, kütle çekimini, uzay ve zamanın eğriliğinin bir etkisi olarak açıkladı. Einstein, 1917’de, genel görelilik kuramını tamamladıktan bir yıl sonra, kendi denklemlerinin tüm evrenin uzay-zaman geometrisini betimleyecek bir çözümünü bulmaya çalıştı. Zamanın benimsenen kozmoloji düşüncelerini izleyen Einstein, özellikle homojen, eşyönlü ve, ne yazık ki, *durgun* olan bir çözüm aradı. Ne var ki, böyle bir çözüm bulunamadı. Bu kozmolojik ön varsayımlara uyacak bir model elde etmek için, Einstein, kozmoloji sabiti denen bir terim ekleyerek, denklemlerini bozmak zorunda kaldı. Bu terim, özgün kuramın “zarafetini” büyük ölçüde yoketti; fakat büyük uzaklıklarda kütselin çekim kuvvetini dengelemeye yaradı.

Einstein'ın model evreni tam anlamıyla durgundu ve hiçbir kırmızıya kayma öngörmüyordu. Aynı yıl içinde, 1917'de, Einstein'ın düzeltilmiş kuramının bir başka çözümü Hollandalı astronom W. de-Sitter tarafından bulundu. Bu çözüm durgun görünümde ve dolayısıyla zamanın kozmoloji düşüncelerine göre kabul edilebilir bir yapıya sahipse de, uzaklıkla doğru orantılı kırmızıya kayma öngören görkemli bir özelliğe sahipti! Bulutsuların büyük kırmızıya kaymaları o zaman Avrupalı astronomlarca bilinmiyordu. Ne var ki, 1. Dünya Savaşı sonunda, büyük kırmızıya kaymaların gözlemlendiği haberi Amerika'dan Avrupa'ya ulaştı ve de-Sitter'in modeli anında ünlendi. Gerçekten, 1922'de İngiliz astronomu Arthur Eddington genel görelilik üzerine ilk kapsamlı incelemeyi yazdığı zaman varolan kırmızıya kayma verilerini de-Sitter modeli çerçevesinde çözümledi. Hubble'ın kendisi, astronomların dikkatini, kırmızıya kaymanın uzaklığa bağlı olmasının önemi üzerine çekenin de-Sitter modeli olduğunu söyledi. 1929'da Hubble kırmızıya kaymanın uzaklıkla orantılı olduğunu keşfettiği zaman, bu modele büyük bir önem veriyor olmalıydı.

Bugün, de-Sitter modeli hakkındaki bu önemli nokta gözardı edilmiş gözüküyor. Bir kere, bu aslında hiç de durgun bir model değildir: Uzay koordinatlarının garip bir biçimde kullanılması nedeniyle durgun gibi görünmektedir. Fakat modelde "tipik" gözlemciler arasındaki uzaklık gerçekte zamanla artar; kırmızıya kaymayı doğuran da bu genel uzaklaşmadır. Ayrıca, de-Sitter modelinde kırmızıya kaymanın uzaklıkla orantılı çıkmasının tam nedeni, modelin Kozmoloji İlkesini sağlamasıdır. Zaten, önceden gördüğümüz gibi, bu ilkeyi sağlayan *her* kuramda görelî hız ile uzaklık arasında bir orantılılık bekleriz.

Her ne ise, uzak gökadalara uzaklaşmasının keşfi, kısa süre içinde, homojen ve eşyönlü olan fakat durgun olmayan kozmoloji modellerine karşı bir ilgi uyandırdı. Bu durumda kütle çekimi alan denklemlerinde bir "kozmozoloji sabiti" ne gereksinme yoktu ve Einstein özgün denklemlerinde böyle

bir değişikliği düşünmüş olduğuna sonradan pişman oldu. 1922'de özgün Einstein denklemlerinin genel homojen ve eş-yönlü çözümünü Rus matematikçisi Alexandre Friedmann tarafından bulundu. Çağdaş kozmoloji kuramlarının çoğu için matematik temeli oluşturan, Einstein ya da de-Sitter modelleri değil, bu Friedmann modelleridir.

Friedmann modelleri çok farklı iki tür oluşturlar. Eğer evrendeki maddenin ortalama yoğunluğu belli bir kritik değerden *küçük* ya da ona eşit ise, o zaman evren uzaysal olarak sonsuz olmalıdır. Bu durumda evrenin şimdiki genişlemesi sonsuza dek sürecektir. Öte yandan, eğer evrenin yoğunluğu bu kritik değerden *büyük* ise, o zaman maddenin doğurduğu kütle çekim alanı evreni geriye kendi üstüne kıvrır; evren, sınırlanmamış olmasına karşın, bir kürenin yüzeyi gibi sonludur. ( Yani bir doğru çizgi boyunca yolculuğa çıkarsak, evrenin herhangi bir kenarına ulaşamayız; fakat basitçe başladığımız yere geri döneriz.) Bu durumda kütle çekim alanları evrenin genişlemesini sonunda durdurmaya yetecek güçtedir; öyle ki evren sonunda içe, belirsiz büyük yoğunluklara doğru çökecektir. Kritik yoğunluk Hubble sabitinin karesiyle doğru orantılıdır; bugünün benimsenen değeri olan bir milyon yılda 15 km/s için kritik yoğunluk santimetreküpde  $5 \times 10^{-30}$  grama eşittir: Bu, bin litrelik uzay içinde üç hidrojen atomuna eşdeğerdir.

Friedmann modellerinde herhangi bir tipik gökadanın hareketi, tam olarak yeryüzeyinden yukarı doğru fırlatılan bir taşın hareketine benzer. Eğer taş yeterince hızlı fırlatılırsa, ya da bununla aynı anlama gelen Dünya'nın kütlesi yeteri kadar küçükse, taş gittikçe yavaşlayacak, fakat yine de sonsuza kaçacaktır. Bu kozmik yoğunluğun kritik yoğunluktan az olması durumuna karşılık gelir. Öte yandan, eğer taş yetersiz bir hızla fırlatılırsa, bir maksimum yüksekliğe çıkıp geri düşecektir. Bu ise kuşkusuz kritik yoğunluktan büyük bir kozmik yoğunluğa karşılık gelir.

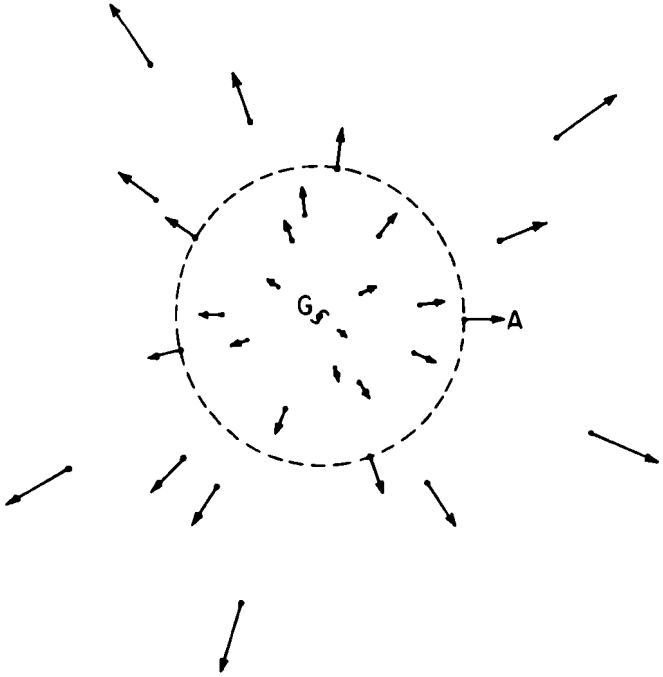
Bu benzetme, Einstein denklemlerinin durgun kozmolojik çözümlerinin neden bulunamadığını açıkça göstermektedir:

Dünya'nın yüzeyinden yükselen ya da yüzeye düşen bir taş görmek bizi çok şaşırtmayabilir, fakat havada asılı duran bir taş bulmayı pek beklemeyiz. Bu benzetme ayrıca, genişleyen evren hakkında sık rastlanan bir yanlış kavramdan kaçınmamıza da yardımcı olur. Gökadalar birbirlerinden kendilerini uzağa iten gizemli bir kuvvet nedeniyle uzaklaşmıyorlar; tıpkı benzetmemizdeki yükselen taşın Dünya tarafından itilmediği gibi. Tersine, gökadalar birbirlerinden uzaklaşıyorlar; çünkü geçmişte bir tür patlama onları dağıtmıştı.

1920'lerde farkedilmemişti fakat, Friedmann modellerinin birçok özelliği, genel göreliliğe başvurmadan, bu benzetme aracılığıyla nicel olarak hesaplanabilir. Tipik bir gökadanın kendi gökadamıza göre hareketini hesaplamak için, kendimiz merkezde, söz konusu gökada ise yüzeyde olmak üzere bir küre çizelim. Bu gökadanın hareketi, sanki evrenin kütlesi yalnız bu kürenin içindeki maddeden ibaretmiş, dışında hiçbir şey yokmuş gibi hesaplanabilir; dıştaki madde nin harekete etkisi yoktur. Bu, Dünya'nın içine doğru çok derin bir mağara kazıp, orada cisimlerin nasıl düştüklerini gözlemek ile tıpatıp aynıdır: Mağara içindeki merkeze doğru olan çekim ivmesini, sanki Dünya'nın yüzeyi mağaranın bulunduğu derinlikteymiş gibi, yalnızca merkeze mağaradan daha yakın olan madde miktarına bağlı olarak bulurduk. Bu dikkate değer sonuç, hem Newton'un hem de Einstein'ın kütle çekim kurallarında geçerli bir teorem olarak ifade edilir ve yalnızca sistemin küresel simetrisine bağlıdır. Bu teoremin genel görelilikteki karşılığı Amerikalı matematikçi G.D. Birkhoff tarafından 1923'de kanıtlandı; fakat teoremin kozmolojik önemi yirmi-otuz yıl sonrasına kadar anlaşılmadı.

Friedmann modellerinin kritik yoğunluğunu hesaplamak için bu teoremi kullanabiliriz (Şekil 3'e bakınız). Kendimizi merkeze koyarak uzak bir gökadadan geçen

Bir küre yüzeyi çizdiğimiz zaman, kaçma hızını hesaplamak için sadece bu küre içindeki gökadaların kütlesini hesala-



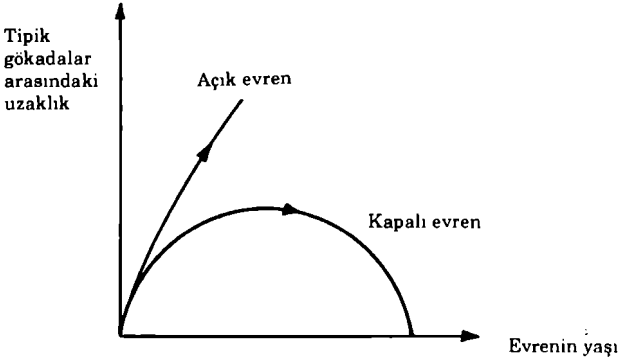
*Şekil 3. Birkhoff Teoremi ve Evrenin Genişlemesi:* Birkaç gökada, verilen bir  $G$  gökadasına göre bağlı hızları ile birlikte görülmektedir; hızlar okların uzunlukları ve yönleri ile belirtilmiştir. (Hubble yasasına uygun olarak, bu hızlar  $G$ 'den olan uzaklıkla orantılı bir biçimde alınmıştır.) Birkhoff teoremi der ki, bir  $A$  gökadasının  $G$ 'ye göre hareketini hesaplamak için, yalnız  $G$  çevresinde ve  $A$ 'dan geçen (burada kesikli çizgi ile gösterilen) kürenin içindeki maddeyi hesaba katmak gerekir. Eğer  $A$ ,  $G$ 'den aşırı uzakta değilse, küre içindeki maddenin kütsel çekim alanı orta şiddette olacaktır; bu durumda  $A$ 'nın hareketi Newton mekanizminin kuralları ile hesaplanabilir.

ba katarız. (Kaçma hızı, yüzeydeki bir gökadanın sonsuza ancak kaçabilmek için sahip olması gereken hızdır). Kaçma hızı, kürenin yarıçapı ile orantılı çıkmaktadır: Küre ne kadar kütseli ise, ondan kurtulmak için o kadar hızlı gitmek gerekir. Fakat Hubble yasasının bize söylediğine göre, kürenin yüzeyindeki bir gökadanın gerçek hızı da kürenin yarıçapı ile, yani bizden uzaklığı ile, orantılıdır. Böylece,

kaçma hızı yarıçapa bağlı olduğu halde gökadanın gerçek hızının kaçma hızına oranı kürenin büyüklüğüne bağlı olmayıp bütün gökadarlar için aynıdır; dolayısıyla kürenin merkezi olarak hangi gökadayı alırsak alalım oran aynıdır. Hubble sabiti ve kozmik yoğunluk değerlerine bağlı olarak, Hubble yasasına uygun hareket eden her gökada, ya kaçma hızını aşacak ve sonsuza kaçacak; ya da kaçma hızından küçük kalacak ve gelecekteki bir zamanda bize doğru geri düşecektir. Kritik yoğunluk, basitçe, her bir gökadanın kaçma hızını tam tamına Hubble yasasının verdiği hıza eşitleyen kozmik yoğunluğun değeridir. Bu kritik yoğunluk yalnız Hubble sabitine bağlı olabilir; ve gerçekten, Hubble sabitinin karesi ile orantılı çıkmaktadır. (Matematiksel Not 2'ye bakınız)

Evrenin büyüklüğünün (yani herhangi iki tipik gökada arasındaki uzaklığın) ayrıntılı zaman bağımlılığı benzer düşüncelerle çıkarılabilir; fakat sonuçlar oldukça karmaşıktır. (Şekil 4'e bakınız ). Bununla birlikte, bizim için daha sonra çok önemli olacak basit bir sonuç vardır. Evrenin erken döneminde, evrenin büyüklüğü zamanın basit bir kuvveti gibi, (yani ışınım yoğunluğu ihmal edilebilecek durumdaysa) zamanın üçte iki kuvveti, ya da ışınım yoğunluğu madde yoğunluğunu aştıysa zamanın bir bölü iki kuvveti gibi değişmişti. (Matematiksel Not 3'e bakınız.) Friedmann'ın kozmoloji modellerinin genel görelilik olmadan anlaşılamayacak bir yönü, yoğunluk ile geometri arasındaki bağıntıdır: Gökadaların hızının kaçma hızından büyük ya da küçük olmasına göre evren açık ve sonsuz, ya da kapalı ve sonludur.

Gökada hızlarının kaçma hızını aşıp aşmadığını anlamamanın bir yolu, hızların yavaşlama oranlarını ölçmektir. Eğer bu yavaşlama belli bir miktardan daha küçük (ya da büyük) ise kaçma hızı aşılır (ya da aşılmaz). Uygulamada bunun anlamı şudur: Çok uzak gökadarlar için, kırmızıya kaymanın uzaklığa karşı çizilen grafiğinin eğriliği ölçülmelidir. (Şekil 5'e bakınız ). Daha yoğun sonlu bir evrenden



*Şekil 4. Evrenin Genişlemesi ve Büzülmesi* : Tipik gökadar arasındaki uzaklık, iki olası model için, zamanın fonksiyonu olarak (gelişigüzel birimlerde) gösterilmiştir. “Açık evren” durumunda, evren sonsuzdur; yoğunluk kritik yoğunluktan küçüktür; ve genişleme, yavaşlamakla birlikte, sonsuza dek sürecektir. “Kapalı evren” durumunda, evren sonludur; yoğunluk kritik yoğunluktan büyüktür; ve genişleme sonunda duracak ve bunu büzülme izleyecektir. Bu eğriler Einstein’ın kozmoloji sabiti içermeyen alan denklemlerini kullanarak maddece baskın evren için hesaplanmıştır.

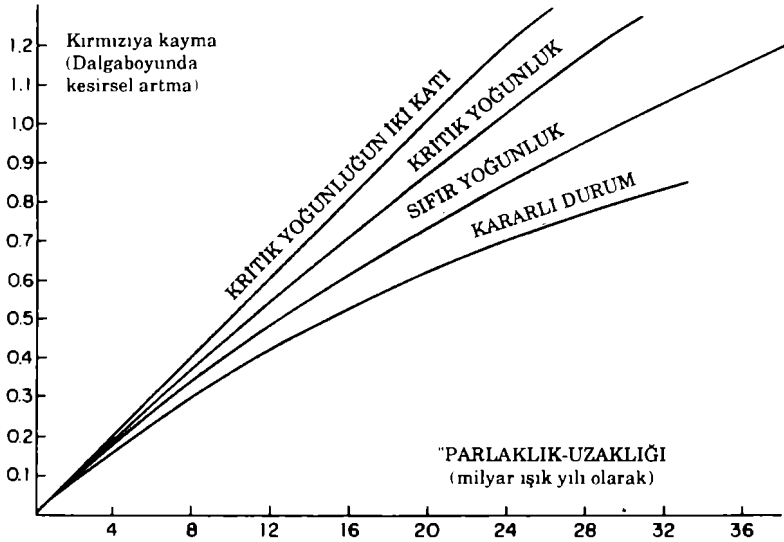
daha az yoğun sonsuz bir evrene geçildikçe, kırmızıya kayma - uzaklık eğrisi çok büyük uzaklıklarda düzleşir. Kırmızıya kayma - uzaklık eğrisinin biçiminin araştırılmasına çoğu kez “Hubble programı” denir.

Bu programa, Hubble, Sandage ve son zamanlarda da başkaları tarafından müthiş bir çaba harcanmış, fakat şimdiye kadar kesin bir sonuca varılamamıştır. Güçlük şuradadır: Uzak gökadarların uzaklıklarını bulmaya çalışırken, uzaklık göstergesi olarak kullanmak üzere, gökadamdaki Sefeid değişenlerini ya da parlak yıldızları seçip ayırmak olanaksızdır; bunun yerine uzaklığı, gökadanın kendi görünen parlaklıklarından hesaplamalıyız. Fakat incelediğimiz gökadarların hepsinin aynı salt parlaklıkta olduklarını nere-

den biliyoruz? (Anımsarsanız, görünen parlaklık birim teleskop alanı başına bizim aldığımız ışınım gücüdür; oysa salt parlaklık, gök cismi tarafından bütün yönler yayılan toplam ışınım gücüdür. Görünen parlaklık salt parlaklıkla doğru, uzaklığın karesi ile ters orantılıdır.) Seçicilik etkilerinden kaynaklanan korkunç tehlikeler vardır, örneğin giderek daha uzağa baktıkça, salt parlaklıkları giderek daha büyük olan gökadalara seçme eğilimindeyizdir. Daha kötü bir sorun gökadalara evrimidir. Çok uzak gökadalara baktığımızda milyarlarca yıl önceki, yani ışık demetleri bize doğru yolculuğa başladığı zamanki durumlarını görürüz. Eğer tipik bir gökada o zaman şimdikinden daha parlak ise, onun uzaklığını gerçek uzaklığından daha küçük buluruz. Son zamanlarda Princeton'dan J.P. Ostriker ve S. D. Traemane tarafından ortaya atılan bir olasılık şudur: Büyük gökadalara yalnız bireysel yıldızları evrimleştiği için değil komşu küçük gökadalara yuttukları için de evrimleşirler. Gökada evriminin böyle değişik çeşitlerini nicel olarak yeterince anladığımızdan emin oluncaya kadar daha uzun bir zaman geçmesi gerekecektir.

Şimdilik, Hubble programından çıkarılabilen en iyi sonuç, uzak gökadalara yavaşlamasının epeyce küçük olduğudur. Bu demektir ki, bu gökadalara kaçma hızından daha büyük hızlarla hareket ediyorlar; dolayısıyla evren açıktır ve sonuza dek genişlemesini sürdürecektir. Bu sonuç kozmik yoğunluk tahminleri ile tam bir uyum içindedir; öyle gözüküyor ki gökadalardaki görünür maddenin katkısı kritik yoğunluğun yüzde birkaçını aşmamaktadır. Ne ki, bununla ilgili de bir belirsizlik vardır. Gökadalara tahmin edilen kütleleri son yıllarda artmaktadır. Ayrıca, Harvardlı George Field'ın ve başkalarının öne sürdükleri gibi, gökadalara arasında kritik kozmik madde yoğunluğunu karşılayacak, fakat bugüne kadar algılanamamış iyonlaşmış hidrojen gazı bulunabilir.

İyi ki evrenin başlangıcına ilişkin sonuçlar çıkarmak için evrenin büyük ölçekli geometrisine ilişkin kesin bir karara



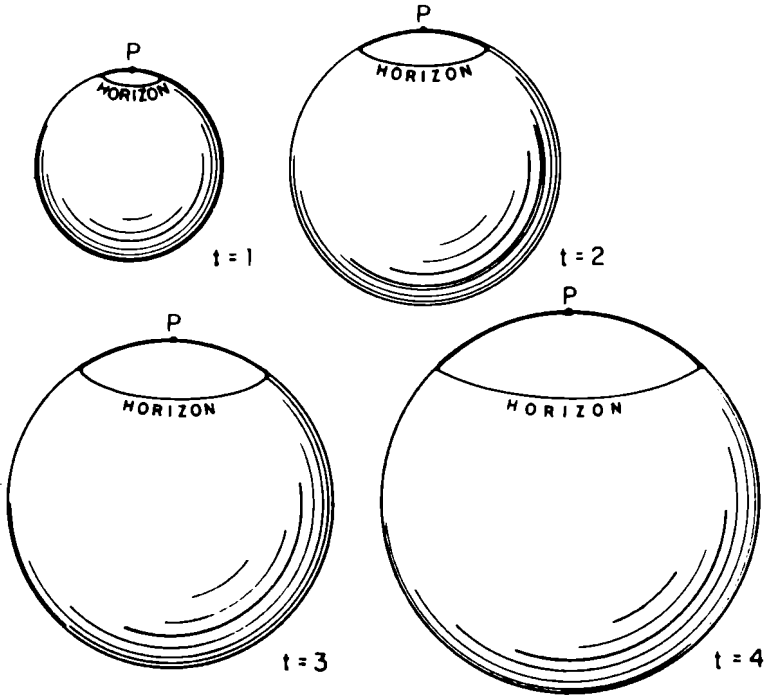
Şekil 5 . Uzaklığa Karşı Kırmızıya Kayma. Kırmızıya kayma, burada dört olası kozmoloji kuramı için, uzaklığın fonksiyonu olarak gösterilmiştir. (Daha doğru bir ifade ile, "uzaklık" burada "parlaklık uzaklığı" dır ; bu, gerçek yani salt parlaklığı bilinen bir cismin görünen parlaklığının gözlenmesinden elde edilen uzaklığıdır.) "Kritik yoğunluğun iki katı yoğunluk", "kritik yoğunluk", "sıfır yoğunluk", ve "kararlı durum" diye işaretli eğriler, maddece baskın bir evren için Einstein'ın kozmoloji sabiti içermeyen alan denklemlerini kullanarak, Friedmann modelleri için hesaplanmıştır; bu eğriler sırasıyla kapalı, ve açık evrene karşılık gelirler. (Şekil 4'e bakınız) "Kararlı durum" diye işaretli eğri, evrenin görünümü zamanla değişmeyen herhangi bir kuram için geçerlidir. Bugünkü gözlemler "kararlı durum" eğrisi ile uyum içinde değildir; fakat diğer olasılıklar arasında da kesin bir karar çok güçtür; çünkü kararlı durum dışındaki kuramlarda gökadalarmın evrimi uzaklık tayinini çok sorunlu hale getirmektedir. Bütün eğriler, her bir milyon ışık yılı için saniyede 15 kilometre olan (20 milyar yıllık karakteristik genişleme zamanına karşılık gelen) Hubble sabiti ile çizilmiştir; fakat bu eğriler, bütün uzaklıklar basitçe yeniden ölçeklenerek, Hubble sabitinin herhangi bir başka değeri için kullanılabilirler.

varmak gerekmiyor. Bunun nedeni evrenin bir çeşit ufka sahip olmasıdır ve biz geriye, başlangıca doğru baktıkça bu ufuk hızla büzülmektedir.

Hiçbir sinyal, ışık hızından daha hızlı gidemez; öyleyse herhangi bir anda yeterince yakında meydana gelen olaylardan etkilenebiliriz; böylece bir ışık demeti evrenin başlangıcından beri bize ulaşacak zaman bulmuş olur. Bu uzaklığın ötesinde meydana gelen herhangi bir olayın henüz bize etkisi olamaz: O, ufkun ötesindedir. Eğer evren şimdi 10 milyar yıl yaşında ise, ufuk şimdi 10 milyar ışık yılı uzaklıktadır. Fakat evren birkaç dakika yaşında iken, ufuk yalnız birkaç ışık dakikası ötedeydi: Dünya ile Güneş arasındaki şimdiki uzaklıktan bile daha az... Tüm evren o zaman daha küçüktü derken, bu ifadeden, herhangi iki cisim arasında o zamanki uzaklık şimdikinden daha küçüktü anlamı da çıkarılabilir. Ne var ki, geriye başlangıca doğru baktıkça ufka olan uzaklık evrenin büyüklüğünden daha hızlı büzülür. Evrenin büyüklüğü, zamanın bir bölü iki ya da iki bölü üç kuvveti ile orantılıdır (Matematiksel Not 3'e bakınız), ufka olan uzaklık ise basitçe zamanla orantılıdır; dolayısıyla daha erken zamanlara gittikçe ufuk, evrenin gittikçe daha küçük kesrini kapsar. (Şekil 6'ya bakınız).

Erken evrende ufukların küçülmesinin bir sonucu olarak, geriye, daha erken zamanlara baktıkça, evrenin eğriliği giderek daha az önemli olur. Böylece, her ne kadar bugünün kozmoloji kuramı ve astronomi gözlemi, henüz evrenin büyüklüğüne ya da geleceğine dair tam bir açıklık getiremedilerse de, evrenin geçmişinin iyi bir resmini vermektedirler.

Bu bölümde tartıştığımız gözlemler bize, evrenin büyük ve görkemli olduğu kadar basit bir görünümünü de ortaya koymuştur. Evren düzgün ve eşyönlü genişlemektedir: Bütün tipik gökadalardaki gözlemciler tarafından, bütün yönlerde aynı akış deseni gözükmektedir. Evren genişledikçe ışık ışınlarının dalgaboyları gökadalardan arasındaki uzaklıkla orantılı olarak uzamaktadır. Genişleme nedeninin her-



Şekil 6. Genişleyen Evrende Ufuklar. Evren burada, eşit zaman aralıkları ile ayrılmış dört ayrı anda, bir küre olarak simgeleştirilmiştir. Verilen bir P noktasının "ufku", daha ötesindeki uzaklıklardan gelen ışık sinyallerinin P'ye ulaşmaya zaman bulamadığı uzaklıktır. Evrenin ufku içinde kalan kısmı, küre üzerindeki taranmamış "şapka" ile belirtilmiştir. P'den ufka olan uzaklık zamanla doğru orantılı olarak artar. Öte yandan, evrenin "yarıçapı" zamanın karakökü gibi büyür; bu ısınımca baskın evrene karşılık gelir. Sonuç olarak, giderek daha erken zamanlarda ufuk, evrenin giderek daha küçük kesrini kapsar.

hangi bir tür kozmik itme olduğuna inanılmamaktadır; tersine bu genişleme sanki geçmiş bir patlamadan artakalan hızların etkisiyle olmaktadır. Bu hızlar kütle çekiminin etkisi altında giderek yavaşlamakta; bu yavaşlamanın ise epeyce küçük olduğu anlaşılmaktadır. Bu, evrenin madde yoğunluğunun düşük olduğunu gösterir; dolayısıyla bu maddenin kütle çekim alanı ya evreni uzaysal olarak sonlu yapmaya ya da sonunda genişlemeyi tersine çevirmeye yet-

meyecek kadar zayıf demektir. Hesaplarımız, evrenin genişlemesini zamanda geriye doğru götürmemize olanak sağlamakta ve genişlemenin bundan 10 milyar yıl ile 20 milyar yıl arasında bir zaman önce başlamış olması gerektiğini ortaya koymaktadır.

## Kozmik Mikrodalga Arkaalan Işınımı

Önceki bölümde anlatılan öykü, geçmişin gökbilimcilerinin kendilerini “evlerinde” hissedebilecekleri bir öyküdür. Dekor bile tanıdıktır: Kaliforniya ya da Peru’daki dağ tepelerinden gece gökyüzünü araştıran büyük teleskoplar, ya da Büyük Ayı’yı çıplak gözle seyretmek üzere kulesinde bekleyen gözlemci. Önsözde değindiğim gibi, bu, çoğunlukla buradakinden daha ayrıntılı bir biçimde geçmişte de birçok kez anlatılmış bir öyküdür.

Şimdi farklı türden bir astronomiye, on yıl önce anlatılamayacak bir öyküye geliyoruz. Aşağı yukarı gökadamıza benzeyen gökadalardan son birkaç yüzyıl içinde yayılan ışığın gözlemleri ile değil, evrenin başlangıcına yakın bir zamandan arta kalan yaygın bir durgun radyo arkaalanı gözlemleri ile ilgileneceğiz. Dekor da, üniversite fizik binalarının çatılarına, yer atmosferinin üstünden uçan balonlara ya da roketlere ve kuzey New Jersey’in tarlalarına dönüşmüştür.

1964’de New Jersey’deki Holmdel yakınında Crawford Hill’de Bell Telefon Laboratuvarı’nın olağandışı bir radyo anteni vardı. Bu anten, *Echo* uydusu aracılığı ile iletişim için yapılmıştı; fakat özellikleri (610 cm çapında çok düşük gürültülü boynuzlu yansıtıcı) onu radyo astronomi için umut verici bir alet haline getirdi. Arno A. Penzias ve Robert W. Wilson adlarında iki radyo astronom bu antenle gökadamızın yüksek enlemlerinden, yani Samanyolu düzleminin dışından yayılan radyo dalgalarının şiddetini ölçmeye koyuldular.

Bu tür bir ölçüm çok zordur. Gök kaynaklarının çoğundan gelenler gibi, gökadamızdan gelen radyo dalgalarının en iyi tanımı, onları bir çeşit *gürültü* olarak betimlemektir; aynen yıldırımlı bir fırtına sırasında bir radyo alıcısından duyulan “parazit” gibi. Bu radyo gürültü, radyo anteninin kendi yapı-

sı ve yükselteç devreleri içinde elektronların gelişigüzel hareketleriyle üretilen o kaçınılmaz elektrik gürültüsünden, ya da antenin Dünya'nın atmosferinden kaptığı radyo gürültüden kolay kolay ayırt edilemez. Bu problem, bir yıldız ya da uzak bir gökada gibi, görece bir "küçük" radyo gürültüsü kaynağı incelenirken o kadar ciddi değildir. Böyle bir durumda antenin yönü kaynak ile komşu boş gök arasında değiştirilebilir; antenin kendi yapısından, yükselteç devrelerinden ya da Dünya atmosferinden gelen herhangi artık gürültü, anten ister kaynağa ister yakındaki göğe yöneltilmiş olsun, aynı olacaktır; dolayısıyla bu ikisi karşılaştırılınca, bu "artık" gürültü bir tarafa atılır. Ne var ki, Penzias ve Wilson kendi gökadamızdan - sonuçta göğün kendisinden - gelen radyo gürültüyü ölçmeyi amaçlıyorlardı. Alıcı düzeneğe üretilmesi olası her türlü elektriksel gürültüyü belirlemenin özellikle yaşamsal önemi vardı.

Bu düzeneğin önceki testleri, açıklanabilenden biraz daha fazla gürültünün varlığını ortaya koymuştu; fakat bu uyuşmazlığın yükselteç devrelerindeki küçük bir elektrik gürültüsü artığından kaynaklandığı olası gözüküyordu. Böyle sorunlardan kurtulmak için, Penzias ve Wilson "soğuk yük" diye bilinen bir düzeneğe yararlandılar: Antenden gelen güç, sıvı helyumla mutlak sıfırın üstünde dört dereceye kadar soğutulan yapay bir kaynağın ürettiği güç ile karşılaştırıldı. Yükselteç devrelerindeki elektrik gürültüsü her iki durumda aynı olacak ve dolayısıyla karşılaştırmada birbirlerini götürecekti; böylelikle de antenden gelen gücün doğrudan ölçülmesi mümkün olacaktı. Bu yolla ölçülen anten gücü, yalnız antenin yapısından, Dünya'nın atmosferinden ve radyo dalgaları üreten gök cisimlerinin katkılarından oluşacaktı.

Penzias ve Wilson anten yapısı içinde çok az elektrik gürültüsü üretileceğini bekliyorlardı. Ne var ki, bu varsayımı sınamak için gözlemlerini 7,35 santimetre gibi görece kısa bir dalgaboyunda başlattılar: Bu dalgaboyunda gökadamızdan gelen radyo gürültüsü küçük olmalıydı. Bu dalgaboyunda Dünya atmosferinden biraz gürültü doğal olarak beklene-

bilirdi, fakat bunun karakteristik yön bağımlılığı olurdu: Antenin yönlendirildiği doğrultuda atmosferin kalınlığı ile orantılı olarak zenit doğrultusunda daha az, ufuk doğrultusunda daha çok. Bu karakteristik yön bağımlılığına sahip bir atmosfer terimi çıkarıldıktan sonra, esas itibariyle hiçbir anten gücünün kalmayacağı bekleniyordu. Bu ise anten yapısı içinde üretilen elektrik gürültüsünün gerçekten dışlanabilir olduğunu kanıtlardı. O zaman Penzias ve Wilson Samanyolu gökadasının kendisini daha uzun bir dalgaboyunda, örneğin 21 cm yöresinde, incelemeye geçebilirlerdi. Çünkü bu dalgaboyunda Samanyolundan oldukça fazla radyo gürültü beklenmekteydi.

( Yeri gelmişken söyleyeyim; 7,35 cm ya da 21 cm'den 1 m'ye kadar olan dalgaboylu radyo dalgaları "mikrodalga ışıınımı" olarak bilinir. Bunun nedeni, bu dalgaboylarının II. Dünya Savaşı başında radarın kullandığı VHF bandınıninkilerden daha kısa olmalarıdır).

Beklenmedik bir şekilde, Penzias ve Wilson 1964'ün ilkbaharında, 7,35 cm'de yönden bağımsız hatırı sayılır miktarda mikrodalga gürültüsü almakta olduklarını gördüler. Ayrıca bu devamlı "parazit"in günün saati ile ya da, yıl ilerledikçe, mevsimle değişmediğini buldular. Bu ışıınım kendi gökadamızdan geliyor gibi gözüküyordu; eğer öyle olsaydı, Andromeda takım yıldızı içinde, birçok bakımlardan bizimkine benzeyen büyük M31 gökadası da 7,35 cm'de kuvvetli ışıma yapar ve bu mikrodalga ışıınımı önceden gözlenmiş olurdu. Her şeyden önce, gözlenen mikrodalga gürültüsünün yöne bağlı olarak değişmemesi kuvvetle gösteriyordu ki, bu radyo dalgaları, eğer gerçek iseler, Samanyolundan değil, evrenin çok daha büyük bir hacminden geliyordu.

Şurası açıktı ki, antenin kendisinin beklenilenden daha çok elektrik gürültüsü üretilip üretemeyeceğini yeniden gözden geçirmek gerekiyordu. Özel olarak, bir çift güvercinin antenin boğaz kısmında tünediği biliniyordu. Bu güvercinler yakalandı, Bell Laboratuvarlarının Whippany'deki yerine postalandı; serbest bırakıldılar; birkaç gün sonra Holmdel'de

yeniden antenin içinde bulundular; yine yakalandılar ve sonunda geri dönme hevesleri daha kararlı biçimde kırıldı. Ne var ki, kiracılık süreleri içinde güvercinler antenin boğazını Penzias'ın incelikle adlandırdığı "beyaz dielektrik madde" ile kaplamışlardı; bu madde oda sıcaklığında elektrik gürültüsü kaynağı olabilirdi. 1965'in başında antenin boğazını söküp pisliği temizlemek mümkün oldu; fakat bu ve diğer bütün çabalar gözlenen gürültü düzeyinde yalnızca çok küçük bir azalma sağladı. Gizem duruyordu: Bu mikrodalga gürültü nereden geliyordu?

Penzias ve Wilson'un ellerinde bulunan tek sayısal veri parçası, gözledikleri radyo gürültünün şiddeti idi. Bu şiddeti açıklarken radyo mühendisleri arasında olağan olan bir dil kullandılar; fakat bu kez şiddetin beklenilmeyen bir ilişkiye sahip olduğu anlaşıldı. Mutlak sıfırın üstünde, herhangi bir sıcaklıkta, herhangi tür bir cisim her zaman radyo gürültü salacaktır: Bunu, cisim içindeki elektronların ısısal hareketleri üretir. Duvarları geçirgen olmayan bir kutu içinde, herhangi bir dalgaboyunda radyo gürültünün şiddeti yalnız duvarların sıcaklığına bağlıdır: Sıcaklık ne kadar yüksek ise gürültü o kadar şiddetlidir. Böylece, verilen bir dalgaboyunda gözlenen radyo gürültünün şiddetini "eşdeğersıcaklık" cinsinden tanımlamak olasıdır: Bu, içindeki radyo gürültünün şiddeti gözlenen şiddetle aynı olan bir kutunun duvarlarının sıcaklığıdır. Elbette radyo teleskop bir termometre değildir; radyo teleskop, radyo dalgalarının anten yapısı içinde indüklediği minik elektrik akımlarını kaydederek bu dalgaların şiddetini ölçer. Bir radyo astronom filanca eşdeğer sıcaklıkta bir radyo gürültü gözlediğini söylediği zaman, sadece bu gözlenen radyo gürültü şiddetini üretmek için antenin yerleştirileceği mat kutunun sıcaklığını söylemek ister. Antenin gerçekten böyle bir kutu içinde olup olmadığı elbette başka bir konudur.

(Uzmanlardan gelecek itirazı önlemek için, radyo mühendislerinin, radyo gürültü şiddetini anten sıcaklığı denen bir sıcaklık cinsinden tanımladıklarını söylemeliyim; bu, yuka-

rıda betimlenen “eşdeğer sıcaklık” tan biraz farklıdır. Penzias ve Wilson tarafından gözlenen dalgaboyları ve şiddetler için bu iki tanım hemen hemen özdeştir.)

Penzias ve Wilson, aldıkları radyo gürültünün eşdeğer sıcaklığının mutlak sıfırın 3,5 santigrad derece üstünde (daha doğrusu, mutlak sıfırın üstünde 2,5 ile 4,5 derece arasında) olduğunu buldular. Santigrad ölçeğinde ölçülen, fakat buzun erime noktası yerine mutlak sıfıra göre ifade edilen sıcaklıklar “Kelvin derecesi” olarak söylenirler. Böylece Penzias ve Wilson’un radyo gürültüsü, 3,5 Kelvin derecesi ya da kısaca 3,5 K değerinde “eşdeğer sıcaklık” a sahiptir diye betimlenebilir. Bu beklenilenden çok büyük, fakat sayısal olarak hâlâ çok küçüktü; dolayısıyla Penzias ve Wilson’un, sonuçlarını yayınlamadan önce üzerinde uzunca bir süre düşünmeleri şaşırtıcı değildir. Bunun, kırmızıya kaymaların keşfinden sonra en önemli kozmolojik ilerleme olduğu, o an için, hiç de belli değildi.

Bu gizemli mikrodalga gürültünün anlamı, astrofizikçilerin “görülme-yen okulu” nun işleyişi ile kısa zamanda beraklaşmaya başladı. Penzias raslantı olarak, Bernard Burke adında M.I.T.’den bir radyo astronom meslektaşını başka bir konu hakkında telefonla aradı. Burke, Carnegie Enstitüsü’nden Ken Turner adlı bir başka meslektaşının Johns Hopkins Üniversitesi’nde bir konuşma dinlemiş olduğunu Turner’in kendisinden duymuştu; bu konuşmayı Princeton’dan P.J.E. Peebles adında genç bir kuramcı yapmıştı. Konuşmasında Peebles, erken evrenden arta kalan bir radyo gürültü arkaalanı olması gerektiğini, bunun bugünkü eşdeğer sıcaklığının kabaca 10 K olacağını savunmuştu. Burke, Penzias’ın Bell Telefon Laboratuvarının boynuz anteni ile radyo gürültü sıcaklıklarını ölçtüğünü önceden biliyordu; dolayısıyla bu telefon konuşmasından yararlanıp ölçümlerin nasıl gittiğini sordu. Penzias ölçümlerin iyi gittiğini, fakat sonuçlarda anlamadığı birşeyler olduğunu söyledi. Buna karşılık Burke’de Penzias’a, anteniyle saptadığı şeyin ne olduğu hakkında Princeton’daki fizikçilerin ilginç fikirleri olabileceğini söyledi.

Peebles söz konusu konuşmasında ve Mart 1965'de yazdığı bir makalesinin önbaskısında, erken evrende bulunması olası ışıınımı ele almıştı. "Işıınım", kuşkusuz, genel bir sözcüktür; tüm dalgaboylarındaki elektromanyetik dalgaları kapsar; yalnız radyo dalgalarını değil; kızıl ötesi ışığı, görünür ışığı, morötesi ışığı, x- ışıınları ve gama ışıınları denen çok kısa dalgaboylu ışıınımı da içine alır. (Bkz. Tablo 2). Bunların arasında kesin ayrımlar yoktur; dalgaboyu değiştikçe bir tür ışıınım yavaş yavaş bir başkasıyla karışır. Peebles şunu farketti: Eğer evrenin ilk birkaç dakikası içinde şiddetli bir ışıınım arkaalanı mevcut olmasaydı, çekirdek tepkimeleri öyle hızlı ilerlerdi ki mevcut hidrojenin büyük bir kesri "pişip" daha ağır elementlere dönüşürdü. Bu ise şimdiki evrenin yaklaşık üçte ikisinin hidrojen olduğu gerçeğine ters düşmekteydi. Ancak evren çok kısa dalgaboylarında müthiş yüksek bir eşdeğer sıcaklığa sahip ışıınımla doluyorsa bu hızlı çekirdek pişmesi önlenebilirdi; çünkü çok kısa dalgaboylu bu ışıınım, çekirdekleri, oluştukları hıza eşit bir hızla parçalayabilirdi.

Göreceğiz ki, bu ışıınım, evrenin daha sonraki genişlemesi sırasında kalıcı olacak, fakat ışıınının eşdeğer sıcaklığı evren genişledikçe evrenin büyüklüğü ile ters orantılı olarak düşmeyi sürdürecektir. ( Daha da sonra göreceğimiz gibi, bu esas itibariyle Bölüm II'de tartışılan kırmızıya kaymanın bir etkisidir.) Buradan, bugünkü evrenin de ışıınımla dolu olması gerektiği, fakat eşdeğer sıcaklığının ilk birkaç dakikadaki sıcaklıktan çok çok küçük olacağı sonucu çıkar. Peebles'ın hesapladığına göre, helyum ve ağır elementlerin ilk birkaç dakika içindeki üretimini bugünkü bilinen sınırlarda tutabilmesi için, arkaalan ışıınımı öyle şiddetli olmak zorundaydı ki, bu ışıınının bugünkü sıcaklığı en az 10 K olmalıydı.

10 K fazla abartılmış bir hesaplamaydı; bu hesaplamanın yerini kısa zaman sonra Peebles ve başkalarının daha ayrıntılı ve doğru hesaplamaları aldı. (Bunlar Bölüm V'de tartışılacaktır). Aslında Peebles'ın ön makalesi özgün şekliyle hiç yayınlanmadı. Ne var ki varılan sonuç özünde doğru idi: Ev-

rendeki hidrojenin gözlenen bolluğundan şu sonucu çıkarabiliriz: Evren, ilk birkaç dakika boyunca, ağır elementlerin aşırı çoklukta oluşmasını önleyebilecek kadar büyük miktarda ışınlıma dolu olmalıydı. O zamandan beri evrenin genişlemesi, bu ışınlımın eşdeğer sıcaklığını birkaç Kelvine indirmiş olacak ve bu ışınlım her yönden eşit olarak gelen radyo gürültüsü arkaalanı biçiminde karşımıza çıkacaktır. Bu, anında Penzias ve Wilson'un keşfinin doğal açıklaması olarak gözüktü. Öyleyse, Holmdel'deki anten bir bakıma bir kutu içindedir; o kutu tüm evrendir. Ne var ki, antenin kaydettiği eşdeğer sıcaklık bugünkü evrenin sıcaklığı değildir; tersine evrenin çok önce sahip olduğu, fakat o günden beri uğradığı genişlemeyle orantılı olarak azalmış olan sıcaklıktır.

Peebles'in çalışması, bir dizi benzer kozmolojik spekülasyonun yalnızca sonuncusuydu. Aslında 1940'ların sonlarında, George Gamow ile arkadaşları Ralph Alpher ve Robert Herman tarafından, çekirdek sentezinin bir "büyük patlama" kuramı geliştirilmişti; bu kuram 1948'de Alpher ve Herman tarafından kullanılarak, bugünkü sıcaklığı 5 K olan bir arkaalan ışınlımının varolacağı öngörülmüştü. Benzer hesaplar 1964'de Ya. B. Zeldovich tarafından Rusya'da ve bağımsız olarak Fred Hoyle ve R.J. Taylor tarafından İngiltere'de yapıldı. Daha önce yapılan bu çalışmayı başlangıçta Bell Laboratuvarlarındaki ve Princeton'daki gruplar bilmiyorlardı ve arkaalan ışınlımının esas keşfinde de bunun bir etkisi olmadı; dolayısıyla ayrıntılarına girmek için Bölüm VI'ya kadar bekleyebiliriz. Bölüm VI'da ayrıca şu şaşırtıcı tarihsel soruyu ele alacağız: Neden daha önceki kuramsal çalışmaların hiçbiri kozmik mikrodalga arkaalanını aramaya yol açmadı?

Peebles'in 1965 hesaplamasını, Princeton'da Robert H. Dicke adında kıdemli bir deneysel fizikçinin fikirleri teşvik etmişti. ( Başka şeyler arasında, radyo astronomların kullandığı temel mikrodalga tekniklerinin bir kısmını da Dicke bulmuştu.) Kozmik tarihin sıcak ve yoğun evresinden arta kalmış bir miktar gözlenebilir ışınlımın var olup olmayacağını Dicke 1964'de merak etmeye başlamıştı. Dicke'nin spekü-

lasyonları “salınım yapan” evren kuramına dayandırılmıştı. Buna, kitabın son bölümünde yeniden döneceğiz. Bu ışıının sıcaklığı için Dicke’nin kesin bir beklentisinin olmadığı anlaşılıyor; fakat ışın esasını, yani aramaya değer bir şeyin varlığını takdir etmişti. P.G. Roll ve D.T. Wilkinson’a Dicke, mikrodalga arkaalan ışıınımı için bir arama başlatmalarını önerdi. Bunun üzerine Princeton’da Palmer Fizik Laboratuvarlarının çatısına düşük gürültülü küçük bir anten kurmaya başladılar. ( Bu amaç için büyük bir radyo teleskop kullanmaya gerek yoktur; çünkü ışıınım bütün yönlerden gelir dolayısıyla daha sıkı odaklanmış bir anten demetine sahip olmakla birşey kazanılmaz.)

Dicke, Roll ve Wilkinson ölçülerini tamamlayamadan, Dicke’ye Penzias’dan bir telefon geldi; Penzias Peebles’in çalışmasını Burke’den yeni duymuştu. *Astrophysical Journal* dergisinde iki makale yayınlamayı kararlaştırdılar. Bu makalelerde Penzias ve Wilson gözlemlerini duyuracak; Dicke, Peebles, Roll ve Wilkinson da kozmolojik yorumunu açıklayacaklardı. Penzias ve Wilson, hâlâ çok temkinli davranıp makalelerine alçak gönüllü şu başlığı koydular: “4080 Mc/s’de Artık Anten Sıcaklığının Bir Ölçümü” ( Antenin ayarlandığı frekans 4080 Mc/s , yani saniyede 4080 titreşim idi; bu 7,35 santimetreye karşılık gelir.) Onlar basitçe “Etkin zenit gürültü sıcaklığının ölçümleri.... beklenilenden yaklaşık 3,5 K daha büyük değer verdi” duyurusunu yaptılar ve kozmolojiye değinmekten kaçındılar; yalnız “gözlenen artık gürültü sıcaklığının bir olası açıklaması, Dicke, Peebles, Roll ve Wilkinson tarafından bu sayıda yayınlanan eş makalede verilen açıklamadır” diye bir not düştüler.

Penzias ve Wilson’un keşfettiği mikrodalga ışıınımı gerçekten evrenin başlangıcından arta kalma mıdır? Bu soruyu karara bağlamak için 1965’den beri yapıla gelen deneyleri ele almadan önce, bizim ilkin kuramsal olarak ne beklediğimizi sormak gerekecektir: Eğer günün kozmoloji fikirleri doğru ise, evreni dolduruyor olması *gereken* ışıınının genel özellikleri nelerdir? Bu soru bizi, evren genişledikçe, yalnız

çekirdek sentezi zamanında yani ilk üç dakikanın sonunda değil, fakat o zamandan beri geçen çok çok uzun zaman içinde, ışıma ne olur sorusunu ele almaya götürür.

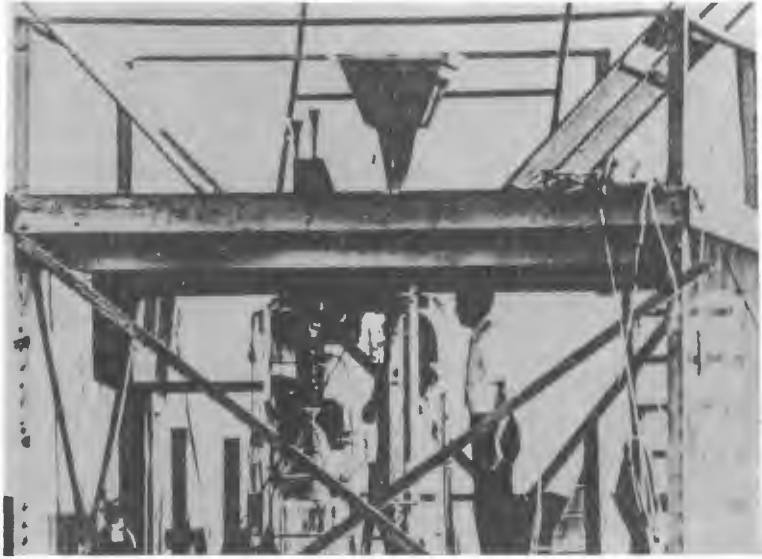
Işınının elektromanyetik dalgalara dayanarak yapılan ve bu noktaya kadar kullandığımız klâsik açıklamasını bırakıp, bunun yerine ışınının *foton* denen parçacıklardan oluştuğunu söyleyen çağdaş “kuantum” görüşünü kabul etmek bura-



*Holmdel Radyo Teleskobu: Arno Penzias (sağda) ve Robert W. Wilson (solda), 1964-65'de 3 K'lık kozmik mikrodalga arkaalan ışımasını keşiflerinde kullandıkları 610 cm'lik boynuz antenle görülmüyorlar. Bu teleskop, Bell Telefon Laboratuvarı'nın New Jersey'deki Holmdel bölgesindedir. (Bell Laboratuarları'nın fotoğrafı)*



*Holmdel Radyo Teleskobun İçinde:* Penzias burada Holmdel'deki 610 cm'lik boynuz antenin ek yerlerini bağlarken, Wilson ise onu izlerken görülüyor. Bu, antenin yapısından kaynaklandığı sanılan ve 1964-65'de gözlenen 3 K'lık mikrodalga gürültüsünü açıklayabilecek olası elektrik gürültü kaynağını yok etme çabasının bir parçasıydı. Bütün bu çabalar gözlenen mikrodalga gürültüsünün şiddetini sadece biraz azaltmayı başardı ve mikrodalga ışıınının aslında astronomik kökenli olduğu sonucuna varmak kaçınılmaz oldu. (Bell Telefon Laboratuvarı fotoğrafı)



*Princeton Radyo Anteni* : Bu, bir kozmik arkaalan ışınumına kanıt arayan Princeton'daki ilk deneyin fotoğrafıdır. Küçük boynuz anten, ahşap platformun üstünde yukarı bakacak şekilde monte edilmiştir. Wilkinson antenin altında ve biraz sağda görülmektedir; düzeneğin neredeyse gizlediği Roll antenin tam altındadır. Üstü koni biçimli parlak silindir, ışınumu gökten gelen ışınumla karşılaştırabilecek sıvı helyum, başvuru kaynağını saklamak için kullanılan soğutucu teçhizatın parçasıdır. Bu deney, Penzias ve Wilson'un kullandığından daha kısa dalgaboyunda 3K arkaalan ışınumunun varlığını doğruladı (Princeton Üniversitesi fotoğrafı).

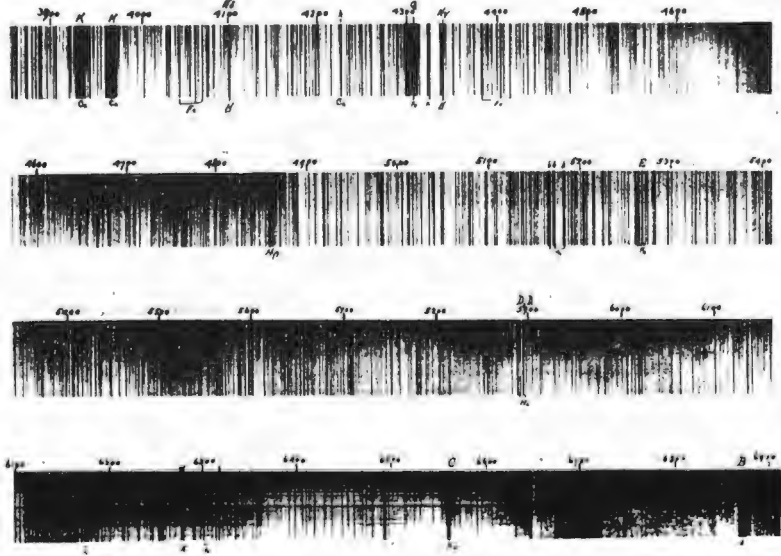
da daha yararlı olacaktır. Olağan bir ışık demeti, birlikte hareket eden çok büyük sayıda foton içerir; fakat eğer dalga katarının taşıdığı enerjiyi tam olarak ölçmek istersek, bunun her zaman belirli bir niceliğin tam katı kadar olduğunu buluruz ve bu niceliğin tek bir fotonun enerjisi olduğunu görürüz. Daha sonra göreceğimiz gibi, foton enerjileri genellikle çok küçüktür; dolayısıyla çoğu pratik amaçlar için, bir elektromanyetik dalga her büyüklükte enerjiye sahip olabilmemiş gibi gözükür. Ne var ki, ışınumın atomlarla ya da

atom çekirdekleri ile etkileşmesi çoğunlukla bir seferde bir foton ile meydana gelir ve böyle süreçleri incelerken dalga yerine foton betimlemesini kabul etmek gerekir. Fotonlar sıfır kütleli ve sıfır elektrik yüklüdür; fakat yine de gerçektirler: Her biri belirli miktarda enerji ve momentum taşır; hâttâ hareket doğrultusu etrafında belirli bir dönmeye (spin) sahiptir.

Evren içinde boydan boya hareket eden bireysel bir fotona ne olur? Şimdiki evrene bakılırsa, bir şey olmaz. Görüldüğü kadarıyla, 10 milyar ışık yılı kadar ötedeki cisimlerden çıkan ışık bize rahatça ulaşıyor. O halde, uzayda gökadalara arasında ne maddesi varsa yeterince şeffaf olmalı ki, fotonlar evrenin yaşının hatırı sayılır kesri süresince saçılmadan ya da soğurulmadan yol alabilsinler.

Ne var ki, uzak gökadalara kırmızıya kaymaları bize evrenin genişlediğini söylüyor; dolayısıyla evrenin içeriği bir zamanlar şimdikinden daha sıkışık olmalıydı. Bir akışkan sıkıştırıldığı zaman genellikle sıcaklığı yükselecektir; öyleyse evrenin maddesinin geçmişte çok daha sıcak olduğu sonucunu da çıkarabiliriz. Gerçekten, biz inanıyoruz ki, evrenin ilk yıllarını kapsayan, daha sonra göreceğimiz gibi belki de 700 000 yıl süren bir dönemde evrenin içeriği öyle sıcak ve öyle yoğun ki, topaklanıp yıldızlara ya da gökadalara dönüşmezdi; hâttâ atomlar hâlâ yapı taşlarına, yani çekirdeklerine ve elektronlarına ayrılmış durumdaydılar.

Bu hoş olmayan koşullar altında, bir foton engellenmeden bugünkü evrende katettiği gibi çok uzun mesafeler kat edemezdi. Bir foton izlediği yol üstünde kendisini etkince saçabilecek ya da soğurabilecek çok büyük sayıda serbest elektron bulurdu. Eğer bu foton bir elektron tarafından saçılırsa, başlangıçta sahip olduğu enerjinin elektronunkinden az ya da çok olmasına bağlı olarak, ya elektrona az bir enerji verir, ya da ondan az bir enerji kazanır. Soğurulmadan ya da enerjisinde önemli bir değişiklik olmadan önce, fotonun yol alabileceği "ortalama serbest zaman" oldukça kısa, evrenin genişlemesinin karakteristik zamanından çok kısa olur-



**Güneşin Tayfı:** Bu fotoğraf, 496 cm odak uzaklıklı bir spektrograf tarafından çeşitli dalga-boylarına ayrıştırılan güneş ışığını göstermektedir. Ortalama olarak, farklı dalga-boylarındaki şiddet, sıcaklığı 5800 K yöresinde olan tam mat (yani "kara" ) bir cismin salacağı ile yaklaşık olarak aynıdır. Ne var ki, tayfdaki dikey siyah "Fraunhofer" çizgileri gösteriyor ki, Güneş'in yüzeyinden gelen ışık, ters çevirici katman olarak bilinen görece soğuk ve kısmen şeffaf daha dış bir bölge tarafından soğuruluyor. Her bir siyah çizgi, belirli, tek dalgaboyunda ışığın seçici olarak soğurulmasından kaynaklanır; çizgi ne kadar koyu ise soğurma o kadar şiddetlidir. Dalgaboyları tayfın üstünde Angström ( $10^{-8}$  cm ) cinsinden belirtilmiştir. Bu çizgilerin bir çoğunun ışığın kalsiyum (Ca), demir (Fe), hidrojen (H), magnezyum (Mg), Sodyum (Na) gibi belirli elementler tarafından soğurulması ile oluştuğu taması konmuştur. Kısmen böyle soğurma çizgilerinin incelenmesiyle, çeşitli kimyasal elementlerin kozmik bolluklarını hesaplayabilmekteyiz. Uzak gökadalardan tayflarında bunlara karşılık gelen soğurma çizgilerinin, normal konumlarından kırmızıya doğru kaydığı gözlenmektedir; evrenin genişlemesini işte bu kırmızıya kaymadan çıkarmaktayız. ( Hale Gözlemevi fotoğrafı)

du. Elektron ve atom çekirdekleri gibi diğer parçacıkların buna karşılık gelen ortalama serbest zamanları daha da kısa olurdu. O halde, evren bir bakıma önce çok hızlı genişli-yorsa da, bir bireysel fotona, elektrona ya da çekirdeğe göre genişleme çok zaman alıyordu; bu, evren genişledikçe, her-bir parçacığın birçok kere saçılmasına, soğurulmasına ya da yeniden salınmasına yetecek kadar uzun bir zamandı.

Bireysel parçacıklarının çok sayıda etkileşim için yeterli zamanı olan bu tür her sistemin bir denge durumuna gelme-si beklenir. Özellikleri (konum, enerji, hız, spin v.b.) belli aralıkta olan parçacıkların sayıları öyle bir değerde karar kılar ki, her saniyede bu aralığın dışına itilen parçacıkların sayısı içine itilenlerin sayısına eşit olur. Öyleyse böyle bir sistemin özelliklerini herhangi bir başlangıç koşulu değil, bu dengenin korunmasının gerekliliği belirleyecektir. Kuşkusuz burada “denge”, parçacıkların dondurulduğu anlamına gel-memektedir: Her biri komşuları tarafından sürekli itilip ka-kılmaktadır. Tersine, bu denge istatistik bir dengedir: Böyle bir dengede parçacıkların konum dağılımı, enerji dağılımı ve benzeri özellikler değişmez ya da yavaş değişir.

Bu tür istatistiksel denge çoğunlukla “ısısal denge” olarak bilinir; çünkü bu tür denge durumu her zaman, sistemin her yerinde aynı olması gereken kesin bir sıcaklıkla karakterize edilir. Kesin konuşmak gerekirse, zaten yalnız ısısal denge durumunda sıcaklık tam olarak tanımlanabilir. Kuramsal fiziğin “istatistik mekanik” olarak bilinen güçlü ve verimli dalı, ısısal dengede herhangi bir sistemin özelliklerini he-saplamak için yeterli matematiksel araçları sağlar.

Klâsik ekonomide fiyat mekanizması nasıl işliyorsa, ısısal dengeye yaklaşma olayı da buna benzer biçimde işler. Eğer istem sunuyu aşarsa, eşya fiyatları yükselecektir; bu, etkin istemi keser ve üretim artışını teşvik eder. Eğer sunu istemi aşarsa, fiyatlar düşecektir; bu, etkin isteği arttırırken fazla üretim isteğini kırar. Her iki durumda da istem ve sunu eşitliğe yaklaşacaktır. Benzer biçimde, eğer enerjileri, hızla-rı, v.b., belli aralıkta olan parçacıkların sayısı aşırı fazla ya

da aşırı az ise, o zaman denge oluşuncaya kadar parçacıkların bu aralıktan çıkma oranı, girme oranından büyük ya da küçük olacaktır.

Kuşkusuz, klâsik ekonomide fiyat mekanizması her zaman tam beklenildiği gibi işlemez; ancak benzetme burada da geçerlidir: Gerçek dünyada fiziksel sistemlerin çoğu ısısal dengeden çok uzaktır. Yıldızların merkezlerinde neredeyse tam bir ısısal denge vardır; dolayısıyla orada ne gibi koşulların olduğunu büyük bir güvenle hesaplayabiliriz; fakat Dünya'nın yüzeyi hiç de dengeye yakın değildir ve yarın yağmur yağıp yağmayacağından emin olamayız. Evren hiçbir zaman tam ısısal dengede olmadı; çünkü her şeyden önce evren *genişlemektedir*. Gene de, bireysel parçacıkların saçılma ya da soğurulma oranlarının kozmik genişleme oranından çok yüksek olduğu o ilk dönem sırasında, evrenin ısısal dengeye iyice yakın bir durumdan bir başka duruma "yavaş yavaş" evrimleştiğini düşünebiliriz.

Evrenin bir zamanlar bir ısısal denge durumundan geçmiş olması bu kitabın savları için yaşamsal değerdedir. İstatistik mekaniğin sonuçlarına göre, ısısal dengede bulunan herhangi bir sistemin sıcaklığını ve birkaç korunumlu niceliğin yoğunluklarını bir kez verirse, sistemin özellikleri tamamen belirlenmiş olur. (Bu konu hakkında daha fazlası gelecek bölümde söylenecektir.) O halde evren, başlangıç koşullarının yalnız çok sınırlı bir kısmını "belleğinde" saklar. İstedığımız şey o gerçek başlangıcı yeniden kurmak ise, ne yazık ki bu kadarcık bilgi yetersizdir; ama bize şöyle bir avunma da sağlar: Aşırı sayıda varsayımda bulunmaksızın, ta başlangıçtan beri gelişen olayların akışını buradan çıkarabiliriz.

Gördüğümüz gibi, Penzias ve Wilson'ın keşfettiği mikrodalga ışıınının, evrenin bir ısısal denge durumunda bulunduğu bir zamandan arta kaldığına inanılmaktadır. O halde, gözlenen mikrodalga arkaalan ışıını için ne gibi özellikler beklediğimizi görmek istiyorsak şunu sormalıyız: Madde ile ısısal dengede olan ışıınının genel özellikleri nelerdir?

Raslantıya bakın ki, tarihsel olarak bu soru, kuantum kuramını ve ışınının fotonlar cinsinden yorumlanmasını doğuran sorunun ta kendisidir. 1890'lara varmadan artık biliniyordu ki, madde ile ısısal dengede olan ışınının özellikleri yalnız sıcaklığa bağlıdır. Daha kesin bir ifade ile, verilen bir dalgaboyu aralığında böyle bir ışınının birim hacımdaki enerji miktarı, yalnız dalgaboyunu ve sıcaklığı içeren bir evrensel formülle verilir. Aynı formül duvarları geçirgen olmayan bir kutu içindeki ışınım miktarını da verir. Dolayısıyla bir radyo astronom bu formülü kullanarak, gözlediği radyo gürültünün şiddetini "eşdeğer sıcaklık" cinsinden yorumlayabilir. Temelde aynı formül, tam soğurucu bir yüzeyden herhangi bir dalgaboyunda bir santimetrekareden bir saniyede yayılan ışınım miktarını da verir. Bu nedenle bu çeşit bir ışınım genellikle "karacisim ışınımı" olarak bilinir. Yani karacisim ışınımı, enerjinin dalgaboyuna göre belli bir dağılımıyla karakterize edilir ve yalnızca sıcaklığa bağlı bir evrensel formülle verilir. İşte 1890'ların kuramsal fizikçilerinin yüz yüze geldikleri en ateşli problem bu formülün bulunmasıydı.

Karacisim ışınımı için doğru formül 19. yüzyılın kapanış haftalarında Max Karl Ernst Ludwig Planck tarafından bulundu. Planck'ın elde ettiği sonucun tam biçimi, gözlenen kozmik mikrodalga gürültüsünün özel 3 K'lık sıcaklığı için, Şekil 7'de gösterilmiştir. Planck formülü nitel olarak şöyle özetlenebilir: Karacisim ışınımı ile dolu bir kutudaki enerji, artan dalgaboyu ile hızla artar, bir maksimuma ulaşır ve sonra yine hızla azalır. Bu "Planck dağılımı" evrenseldir; ışınının etkileştiği maddedenin doğasına değil, yalnız onun sıcaklığına bağlıdır. Bugün kullanıldığı anlamıyla "karacisim ışınımı" sözü, dalgaboyuna göre enerji dağılımı Planck formülüne uyan her ışınım için geçerlidir; ışınım gerçekte ister bir karacisim tarafından salınmış olsun, ister olmasın. O halde, en az ilk bir milyon yıl boyunca, yani ışınım ve madde dengede iken, evren kendi madde içeriğinin sıcaklığına eşit sıcaklıktaki bir karacisim ışınımıyla dolu olmalıydı.

Planck'ın hesaplamasının önemi, karacisim ışıınıını sorununun çok ötesine taşıtı; çünkü hesabına yepyeni bir düşünce katmıştı. Bu düşünceye göre, enerjiler "kuantum" denen ayrıık topaklar halindedir. Planck başlangıçta, ışıınıımla dengede olan maddenin enerjisinin kuantumlandığını düşündü; fakat Einstein birkaç yıl sonra ışıınıımın kendisinin kuantumlardan oluştuğunu öne sürdü; bunlara daha sonra foton dendi. Sonunda bu gelişmeler 1920'lerde bilim tarihindeki büyük düşünsel devrimlerden birini oluşturdu: Klâsik mekaniğin yerini tümüyle yeni bir dilin, kuantum mekaniği dilinin almasına neden oldu.

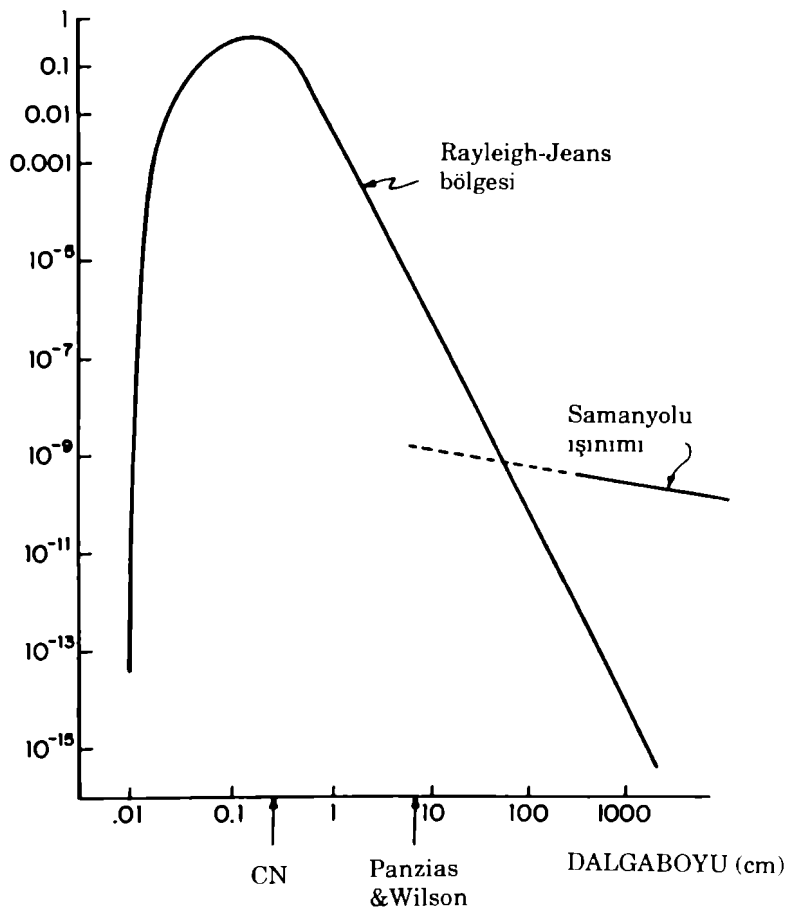
Bu kitapta kuantum mekaniğine çok giremeyeceğiz. Ne var ki, ışıınıımın fotonlara dayalı açıklamasının Planck dağılımının genel özelliklerini nasıl verdiğine bakmak, genişleyen bir evrende ışıınıımın davranışını anlamamızda bize yardımcı olacaktır.

Karacisim enerji yoğunluğunun çok uzun dalgaboylarındaki düşüşünün nedeni basittir: Işıınıımı, dalgaboyundan daha küçük boyutta herhangi bir hacime sığdırmak zordur. Bu kadarı kuantum kuramı olmadan da, sadece ışıınıımın eski dalga kuramına göre anlaşılabilirdi (ve anlaşılmıştı).

Öte yandan, karacisim enerji yoğunluğunun çok kısa dalgaboylarındaki azalması, ışıınıımın kuantuma dayanmayan yorumlarıyla anlaşılamadı. İstatistik mekaniğin iyi bilinen bir sonucuna göre, verilen herhangi bir sıcaklıkta, enerjisi, bu sıcaklıkla orantılı belirli kesin bir miktardan daha büyük olan bir parçacık ya da dalga çeşidi ya da bir uyarma üret-

*Şekil 7. Planck Dağılımı*. 3 K sıcaklığında karacisim ışıınıımı için, birim dalgaboyu aralığındaki enerji yoğunluğu dalgaboyunun fonksiyonu olarak gösterilmiştir. (3 K'den f kere daha büyük olan bir sıcaklık için, sadece dalgaboylarını  $1/f$  çarpanı ile azaltmak ve enerjileri de  $f^3$  çarpanı ile artırmak yeterlidir.) Eğrinin sağ tarafındaki doğrusal kısmı, daha basit "Rayleigh-Jeans dağılımı" ile yaklaşık olarak temsil edilir; bu eğime sahip bir çizgi, karacisim ışıınıımından başka, çok değişik problemlerde de beklenmektedir. Sola doğru olan hızlı düşüş, ışıınıımın kuantum doğasındandır ve karacisim ışıınıımına özgü bir özelliktir. "Samanyolu ışıınıımı" diye işaretli çizgi, kendi gökadamızdan gelen radyo gürültü şiddetidir. (Okların biri, Penzias ve Wilson'ın ilk ölçümünün dalgaboyunu, diğeri ise yıldızlararası siyanür gazının ilk uyarılmış dönel durumu tarafından soğurma ölçümlerinden ışıınıım sıcaklığı elde edilebilen dalgaboyunu göstermektedir.)

Birim dalgaboyu aralığında  
birim hacim başına enerji:  $3K$   
(elektron volt/cm<sup>3</sup> cm)



mek zordur. Ne var ki, eğer ışı nım dalgacıkları istenildiği kadar küçük enerjilere sahip olabilirlerse, o zaman çok kısa dalgaboylu karacisim ışı nımının toplam miktarını sınırlayacak hiçbir şey olamaz. Bu yalnız deneyle ç eliş mekle kalmaz, karacisim ışı nımının toplam enerjisinin sonsuz olması gibi felaket sayılabilecek bir sonuca da yol açardı. Tek ç özü m yolu enerjinin ayrı k topaklar, yani “kuantum” lar halinde olduğunu varsaymak, her bir topaktaki enerji miktarının azalan dalgaboyu ile arttığını kabul etmektir.

Böylelikle, verilen herhangi bir sıcaklıkta, topakların epeyce enerjik olduğu çok kısa dalgaboylarında, çok az ışı nım olur. Bu varsayımın Einstein tarafından verilen son formülâsyonunda, *herhangi bir fotonun enerjisi dalgaboyu ile ters orantılıdır*. Buna göre, verilen herhangi bir sıcaklıkta karacisim ışı nımı, çok büyük enerjili, dolayısıyla çok kısa dalgaboylu, çok az foton içerecek; böylece Planck dağı lımının kısa dalgaboylarındaki düş üş ü açıklanmış olacaktır.

Özel değ erler verirsek, dalgaboyu bir santimetre olan bir fotonun enerjisi 0,000124 elektron voltur; daha kısa dalgaboylarında bu enerji orantılı olarak artar. Elektron volt kullanış lı bir enerji birimidir; bir voltluk gerilim düş mesinden geçen bir elektronun kazandığı enerjiye eş ittir. Sö zğ eli mi 1,5 voltluk el lambası pili, ampülün filamanı boyunca itelediği her elektron için 1,5 elektron volt harcar. ( Enerjinin metrik birimleri cinsinden bir elektron volt,  $1,602 \times 10^{-12}$  erg ya da  $1,602 \times 10^{-19}$  jül’e eş ittir.) Einstein’ın kuralına göre, Penzias ve Wilson’un ayarlandığı 7,35 cm dalgaboyundaki bir mikrodalga fotonunun enerjisi 0,000124 elektron volt bölü 7,35, yani 0,000017 elektron voltu. Ö te yandan görünür ışı ktaki tipik bir fotonun dalgaboyu bir santimetrenin yirmibinde biri ( $5 \times 10^{-5}$  cm) dir; dolayısıyla bunun enerjisi 0,000124 elektron volt kere 20000, yani 2,5 elektron volt olur. Her iki durumda da makroskopik açı dan, bir fotonun enerjisi çok kü ç üktür; fotonların sürekli ışı nım akımları oluşt ururcasına birlikte, karış mış gözükmelelerinin nedeni de budur.

Yeri gelmişken, kimyasal tepkime enerjileri genellikle atom başına ya da elektron başına bir elektron volt basamağındadır. Örneğin, bir hidrojen atomundan elektronu tamamen koparmak için 13,6 elektron volt ister; fakat bu olağan dışı kuvvetli bir kimyasal olaydır. Güneş ışığındaki fotonların da bir elektron volt basamağında enerjilere sahip olmaları bizim için çok önemlidir. Bu fotonlara, fotosentez gibi yaşam için kaçınılmaz olan kimyasal tepkimeleri üretme izni veren budur. Çekirdek tepkime enerjileri genellikle atom çekirdeği başına *bir milyon* elektron volt basamağındadır; bir kiloluk plutonyumun kabaca bir milyon kilogramlık TNT'nin patlama enerjisine sahip olması bundandır.

Foton açıklaması, karacisim ışıınının temel özelliklerini kolayca anlamamızı sağlar. Birincisi, istatistik mekanik ilkeleri bize tipik foton enerjisinin sıcaklıkla orantılı olduğunu söyler; öte yandan Einstein kuralı bize herhangi bir fotonun dalgaboyunun foton enerjisi ile ters orantılı olduğunu söyler. O halde bu iki kuralı birleştirecek, karacisim ışıınınında fotonların tipik dalgaboyu, sıcaklıkla ters orantılıdır. Şimdi bunu nicel olarak ifade edelim: Gördüğümüz gibi, karacisim ışıınınının enerjisinin çoğu bir tipik dalgaboyu yakınında toplanır; işte 1 K'lık sıcaklıkta bu tipik dalgaboyu 0,29 santimetredir; daha yüksek sıcaklıklarda orantılı biçimde kısalır.

Örneğin, 300 K (= 27°C) "oda" sıcaklığında bulunan mat bir cisim, tipik dalgaboyu 0,29 santimetre bölü 300, yani santimetrenin binde biri olan karacisim ışıını salacaktır. Bu, kırmızıötesi ışıını bölgesindedir ve gözümüzle görülemeyecek kadar uzundur. Öte yandan, Güneş'in yüzeyi 5800 K sıcaklıktadır ve bunun sonucu olarak en çok ışıını, 0,29 santimetre bölü 5800, yani santimetrenin yüzbinde biri ( $5 \times 10^{-5}$  cm) ya da eşdeğeri 5000 Angström birimi dalgaboyunda salar. (Bir Angström birimi bir santimetrenin yüz milyonda biri, yani  $10^{-8}$  cm'dir.) Daha önce değinildiği gibi, bu, gözlerimizin evrimleşerek görebildiği ve "görünür" dalgaboyları dediğimiz dalgaboyu aralığının ortasındadır. Bu dalgaboylarının bu kadar kısa olması, ışığın dalga özelliğine sahip olduğunun

neden 19. yüzyılın başına kadar keşfedilmediğini açıklamaktadır; ancak çok küçük deliklerden geçen ışığı incelediğimiz zaman, kırınım gibi dalga yayılmasına özgü olayların ayır-dında olabiliriz.

Ayrıca gördük ki, karacisim ışınlımındaki enerji yoğunluğunun uzun dalgaboylarında azalmasının nedeni, ışınlımı, bir dalgaboyundan daha küçük boyutlu bir hacime sığdırma-daki güçlülüktü. Gerçekten karacisim ışınlımında fotonlar ara-sındaki ortalama uzaklık kabaca tipik dalgaboyuna eşittir. Fakat önceden gördüğümüz gibi, bu tipik dalgaboyu sıcak-lıkla ters orantılıdır; dolayısıyla fotonlar arasındaki ortalama uzaklık da sıcaklıkla ters orantılıdır. Sabit bir hacim içinde herhangi türden şeylerin sayısı, o şeylerin aralarında-ki ortalama uzaklığın küpüyle ters orantılıdır. Buna göre karacisim ışınlımında kural şudur: *Verilen bir hacim içindeki fotonların sayısı sıcaklığın küpüyle ters orantılıdır.*

Bu bilgiyi biraraya toplayıp, kara cisim ışınlımındaki ener-ji miktarı hakkında bazı sonuçlar elde edebiliriz. Bir litrede-ki enerji, yani “enerji yoğunluğu”, litre başına foton sayısı ile foton başına ortalama enerjinin çarpımına eşittir. Fakat ön-ceden gördüğümüz gibi, litre başına foton sayısı sıcaklığın küpüyle orantılı iken, ortalama foton enerjisi sadece sıcak-lıkla orantılıdır. Öyleyse karacisim ışınlımında bir litreye düş-en enerji, sıcaklığın küpü kere sıcaklık ile, yani bir başka deyişle, sıcaklığın *dördüncü* kuvveti ile orantılıdır. Nicel ola-rak ifade edersek, karacisim ışınlımının enerji yoğunluğu 1 K sıcaklıkta litrede 4,72 elektron volt, 10 K sıcaklıkta 47200 elektron voltur, v.b. (Bu, Stefan-Boltzmann yasası olarak bilinir.) Eğer Penzias ve Wilson’ın keşfettiği mikrodalga gü-rültüsü gerçekten 3 K sıcaklığında karacisim ışınlımı ise, o zaman onun enerji yoğunluğu litrede 4,72 elektron volt ile 3’ün dördüncü kuvvetinin çarpımı, yani litrede 380 elektron volt olmalıdır. Sıcaklık bin kere daha büyük iken enerji yo-ğunluğu milyon kere milyon ( $10^{12}$  kere) daha büyüktü.

Şimdi fosil mikrodalga ışınlımının kökenine geri dönebili-riz. Yukarıda gördüğümüz gibi, geçmişte evrenin öyle sıcak

ve öyle yoğun olduğu bir zaman vardı ki, atomlar çekirdeklerine ve elektronlarına ayrıışmıştı, ve fotonların elektronlar tarafından saçılması madde ile ışıınım arasında bir ısısal denge oluştuyordu. Zaman geçtikçe evren genişledi ve soğudu; sonunda sıcaklık çekirdeklerle elektronların birleşip atomları oluşturmaya izin verecek bir değere (yaklaşık 3000K) kadar düştü. (Astrofizik yazınında buna genellikle “yeniden birleşme” denir; bu uygun olmayan bir deyimdir; çünkü ele aldığımız zamanda, çekirdekler ve elektronlar evrenin daha önceki tarihinde atomlar halinde hiç birleşmemişlerdi.) Serbest elektronların ani olarak kaybolması, ışıınım ile madde arasındaki ısısal ilişkiyi sona erdirdi ve ışıınım ondan sonra genişlemeyi özgürce sürdürdü.

Bu meydana geldiği anda, çeşitli dalgaboylarını içeren ışıınım alanındaki enerjiyi ısısal denge koşulları belirliyordu. Dolayısıyla enerji, maddenin sıcaklığına (yani yaklaşık 3000 K'e) eşit sıcaklıktaki Planck karacisim formülü ile veriliyordu. Özel olarak, tipik foton dalgaboyu bir mikron (santimetrenin onbinde biri, yani 10000 Angström) yöresinde olmalı ve fotonlar arasındaki ortalama uzaklık da kabaca bir tipik dalgaboyuna eşit olmalıydı.

O zamandan beri bu fotonlara ne oldu? Bireysel fotonlar yaratılamaz ya da yok edilemez; o halde fotonlar arasındaki ortalama uzaklık basitçe evrenin büyüklüğü ile, yani tipik iki gökada arasındaki uzaklıkla orantılı olarak artacaktır. Fakat önceki bölümde gördüğümüz gibi, kozmolojik kırmızıya kaymanın etkisi, evren genişledikçe, herhangi bir ışık ışıınının dalgaboyunu “çekip uzatmak” tır; o halde herhangi bir bireysel fotonun dalgaboyu da basitçe evrenin büyüklüğü ile orantılı olarak artar. Dolayısıyla fotonlar arasındaki uzaklık, aynı karacisim ışıınımında olduğu gibi, yine tipik dalgaboyu büyüklüğünde kalır. Gerçekten, bu düşünce çizgisini nicel olarak izleyerek gösterilebilir ki, *evreni dolduran ışıınım*, artık madde ile ısısal dengede olmadığı halde, *evren genişledikçe Planck karacisim formülüyle tam olarak temsil edilmeyi sürdürür*. (Bkz. Matematiksel Not 4) Genişlemenin

tek etkisi, tipik foton dalgaboyunu evrenin büyüklüğü oranında artırmaktır. Karacisim ışıınının sıcaklığı tipik dalgaboyu ile ters orantılıdır; dolayısıyla evren genişledikçe, evrenin büyüklüğü ile ters orantılı olarak sıcaklık da düşer.

Örneğin, Penzias ve Wilson, keşfettikleri mikrodalga gürültüsünün şiddetinin kabaca 3 K sıcaklığına denk düştüğünü buldular. Evren, madde ve ışıını ısısal dengede tutacak kadar yüksek sıcaklıklı (3000K) olduğu zamandan beri 1000 kat genişlediyse, beklenen de tam budur. Eğer bu yorum doğru ise, 3 K'lık radyo gürültü, gökbilimcilerin aldığı en eski sinyaldir ve görebildiğimiz en uzak gökadalardan gelen ışıktan çok önce yayınlanmıştır.

Fakat Penzias ve Wilson kozmik radyo gürültünün şiddetini yalnız bir dalga boyunda, 7,35 santimetrede ölçmüşlerdi. Işıını enerjisinin dalgaboyuna göre dağılımının Planck karacisim formülü ile temsil edilip edilmediğine karar vermek anında çok acil bir konu durumuna gelmişti. Çünkü eğer bu kozmik gürültü, gerçekten de evrenin maddesi ile enerjisinin ısısal dengede olduğu bir zamandan artı kalan kırmızıya kaymış fosil ışıını ise, Planck dağılımı göstermesi beklenirdi. Eğer öyle ise, gözlenen radyo gürültüsü şiddetini Planck formülü ile karşılaştırarak hesaplanan "eşdeğer sıcaklık", bütün dalga boylarında, Penzias ve Wilson'ın incelediği 7,35 santimetre dalgaboyundaki sıcaklıkla aynı olmalıdır.

Daha önce gördüğümüz gibi, Penzias ve Wilson'ın keşfi sırasında, kozmik mikrodalga arkaalan ışıınıını algılamak için New Jersey'de epeyce ilerlemiş bir başka çaba daha vardı. Bell Laboratuvarları ile Princeton gruplarının özgün iki makalesinden kısa süre sonra Roll ve Wilkinson elde ettikleri sonuçları duyurdular: 3,2 santimetre dalgaboyunda arkaalan ışıınıının eşdeğer sıcaklığı 2,5 ile 3,5 Kelvin arasındaydı. Işıını Planck formülü ile ifade edince, deneysel yanılgılar içinde 3,2 santimetre dalgaboyundaki kozmik gürültünün şiddeti 7,35 santimetre dalgaboyundakinden tam beklenen oranda daha büyük çıkmıştı!.

1965'den bu yana fosil mikrodalga ışıının şiddeti radyo astronomlar tarafından 73,5 santimetre ile 0,33 santimetre arasında, bir düzinenin üstünde dalgaboyunda gözlenmiştir. Bu ölçümlerin herbiri, sıcaklığı 2,7 K ile 3 K arasında olan Planck enerji dağılımıyla uyushmaktadır.

Ne var ki, bunun gerçekten karacisim ışıını olduğunu hemen karar vermeden önce şunu anımsamalıyız: Planck dağılımının maksimuma ulaştığı "tipik" dalgaboyu, 0,29 santimetrenin Kelvin cinsinden sıcaklığa bölümüne eşittir; bu 3 K sıcaklığı için 0,1 santimetrenin biraz altında çıkmaktadır. O halde bütün bu mikrodalga ölçümleri Planck dağılımındaki maksimumun *uzun* dalgaboyuyla yapılmıştır. Fakat önceden gördüğümüz gibi, tayfin bu bölgesinde enerjinin azalan dalgaboyu ile artması, sadece büyük dalgaboylarını küçük hacimlere koymaktaki güçlükten ileri gelmektedir; bu sonuç ısısal denge koşulları altında üretilmemiş ışıının dahil çok çeşitli ışıınım alanları için de beklenir. (Radyo astronomlar tayfin bu bölgesine Rayleigh-Jeans bölgesi derler; çünkü bu bölge ilk kez Lord Rayleigh ve Sir James Jeans tarafından analiz edilmişti). Gerçekten karacisim ışıını görmekte olduğumuzu kanıtlamak için, Planck dağılımındaki maksimumun diğer tarafına, yani kısa dalgaboyu bölgesine gitmemiz ve, kuantum kuramından beklenildiği gibi, enerji yoğunluğunun azalan dalgaboyu ile gerçekten düştüğünü denetlememiz gerekir. 0,1 santimetreden daha kısa dalgaboylarında, artık radyo ya da mikrodalga astronomlarının bölgesi dışında ve yeni bir disiplin olan kırmızı ötesi astronomi içindeyizdir.

Ne yazık ki, 0,3 santimetreden büyük dalgaboylarında hemen hemen şeffaf olan gezegenimizin atmosferi, daha kısa dalgaboylarında giderek matlaşır. Yeryüzündeki, hatta bir dağ tepesindeki radyo gözlemevinin kozmik arkaalan ışıınıını 0,3 santimetreden çok daha küçük dalgaboylarında ölçmeyi başarması olası görülmemektedir.

Şaşırtıcı olan şu ki, kısa dalgaboylarında arkaalan ışıınıını, bu bölümde şimdiye kadar tartıştığımız astronomi çalışmala-

rından çok önce *ölçülmüştü*; üstelik bir radyo ya da kırmızı-ötesi gökbilimci tarafından değil, bir optik gökbilimci tarafından! Ophiuchus (“Yılan Taşıyıcısı”) takım yıldızında, Dünya ile, sıcak fakat bunun dışında önemsiz bir yıldız olan  $\zeta$  Oph arasında, bir yıldızlararası gaz bulutu vardır.  $\zeta$  Oph’un tayfı birçok olağandışı siyah bandlarla bölünmüştür; bu gösteriyor ki, aradaki gaz bir takım keskin dalgaboylarında ışık soğurmaktadır. Bu dalgaboyları, gazın moleküllerinde düşük enerjili durumlardan yüksek enerjilere durumlara zorlamalı geçişler yaptırmak için gerekli enerjiye tam eşit enerjili fotonların dalgaboylarıdır. (Moleküller, atomlar gibi sadece kesikli, yani “kuantumlanmış” enerji durumlarında bulunurlar). Böylece siyah bantların yer aldığı dalgaboylarını gözleyerek, bu moleküllerin ve onların bulundukları enerji durumlarının doğası hakkında birşeyler çıkarmak olasıdır.

$\zeta$  Oph’un tayfındaki soğurma çizgilerinden birisi 3875 Angström dalgaboyundadır (santimetrenin 38,75 milyonda biri); bu, yıldızlararası bulutta bir karbon ve bir azot atomundan oluşan siyanür (CN) molekülünün varlığını gösterir. (Kesin konuşmak gerekirse, CN’e “kök” (radikal) denmelidir. Bunun anlamı, normal koşullar altında başka atomlarla çabuk birleşip daha kararlı moleküller oluşturmasıdır; örneğin bir zehir olan hidrosiyanür asit HCN gibi. Yıldızlararası uzayda CN oldukça kararlıdır.) 1941’de W.S. Adams ve A. McKellar bu dalgaboyunun aslında yarılmış olduğunu; 3874,608 Angström, 3875,763 Angström ve 3873,998 Angström dalgaboylu üç bileşen içerdiğini buldular. Bu soğurma dalgaboylarından birincisi; siyanür molekülünü en düşük enerjili durumdan (“temel durum”) bir *titreşim* durumuna yükselten geçişe karşılık gelir, ve siyanür sıfır sıcaklıkta olsa bile bu geçişin meydana gelmesi beklenir. Ne var ki, diğer iki çizgi, ancak molekül, temel durumun hemen üstündeki *dönme* durumundan diğer çeşitli titreşim durumlarına yükseltildiği zaman üretilir. O halde yıldızlararası buluttaki siyanür moleküllerinin azımsanmayacak bir kesri bu dönme durumunda bulunmalıdır. Temel durum ile dönme durumu arasındaki bilinen enerji far-

kını ve sözü edilen soğurma çizgilerinin gözlenen görelî şiddetlerini kullanarak, McKellar, siyanürün, etkin sıcaklığı 2,3K yöresinde olan bir tür tedirginlik (pertürbasyon) altında olduğunu, bunun da siyanür molekülünü dönme durumuna yükseltmeğe yeterli olduğunu hesapladı.

O zamanlar bu gizemli tedirginliği evrenin kökeni ile ilişkilendirecek herhangi bir neden gözüküyordu ve bu nedenle büyük bir dikkat çekmedi. Ne var ki, 3 K'lık kozmik arkaalan ışıınımı 1965'te keşfedildikten sonra, Ophiuchus bulutlarındaki CN moleküllerinin dönmesini sağlayan ve 1941'de gözlenen tedirginliğin tam bu kozmik ışıınım olduğu George Field, I.S.Shklovsky ve N.J. Woolf tarafından farke edildi. Bu dönmeyi üretmek için gereken karacisim fotonlarının dalgaboyu 0,263 santimetredir. Bu, radyo astronominin Dünya'dan yapılan gözlemlerle ulaşabileceği dalga boylarından küçüktür; fakat 3 K'lık Planck dağılımının 0,1 santimetreden daha küçük dalga boylarındaki hızlı düşüşünü sınıyacak kadar küçük değildir.

O günden beri, başka dönme durumlarındaki CN moleküllerinin, ya da çeşitli dönme durumlarındaki başka moleküllerin uyarılmalarının neden olduğu soğurma çizgileri aranmıştır. Yıldızlararası siyanürün ikinci dönme durumu tarafından yapılan soğurmanın 1974'te gözlenmesi, 0,132 santimetre dalgaboyunda ışıınım şiddetinin hesaplanmasını sağladı; bu da 3 K yöresinde bir sıcaklığa karşılık gelmekteydi. Ne var ki, bu tür gözlemler 0,1 santimetreden küçük dalga boylarındaki ışıınım enerjisi yoğunluğuna ancak üst sınırlar koymuştu. Bu sonuçlar cesaret vericidir; çünkü ışıınım enerjisi yoğunluğunun, karacisim ışıınımından tam bekleneceği gibi, 0,1 santimetre yöresindeki bir dalgaboyundan sonra hızla düşmeye başladığını göstermektedir. Gene de, bu üst sınırlar bunun gerçekten karacisim ışıınımı olduğunu kanıtlamamıza, ya da kesin bir ışıınım sıcaklığı belirlememize izin vermemektedir.

Bu soruna ancak Dünya atmosferi dışına ya bir balonla ya da bir roketle bir kırmızıötesi alıcı çıkararak "saldırmak"

mümkün olmuştur. Bu tür gözlemler olağanüstü zordur ve önceleri tutarsız sonuçlar vererek, bazen standart kozmoloji taraftarlarını, bazen de onun karşıtlarını cesaretlendirmişti. Bir Cornell roket grubu kısa dalgaboylarında Planck karacisim dağılımından beklenenin çok üstünde ışıınım buldu; öte yandan bir M.I.T. balon grubu karacisim ışıınımından beklenen ile kabaca uyuşan sonuçlar elde etti. Her iki grup çalışmalarını sürdürdü ve 1972 olmadan her ikisi de sıcaklığı 3K'ye yakın bir karacisim dağılımını gösteren sonuçlar bildiriyorlardı. 1976'da bir Berkeley balon grubu, 0,25 santimetre ile 0,06 santimetre arasında kısa dalgaboyuna doğru gildikçe, ışıınım enerjisi yoğunluğunun düşmeyi sürdürdüğünü doğruladılar; bu düşme, 0,1 K yanığı içinde 3 K sıcaklığından beklenildiği gibiydi. Kozmik arkaalan ışıınımının gerçekten 3 K'e yakın bir sıcaklıkta karacisim ışıınımı olduğu artık kesinleşmiş gözüküyordu.

Okuyucu bu noktada neden yapay bir dünya uydusuna kırmızıötesi aleti yükleyerek ve dünya atmosferinin iyice dışında duyarlı ölçümler yapmaya yetecek kadar zaman harcayarak bu sorun basitçe sonuçlandırılmadı diye merak edebilir. Bu çalışmaların yapılamamasının nedenleri konusunda bazı şüphelerim var. Gösterilen neden çoğunlukla şudur: 3 K gibi küçük ışıınım sıcaklıklarını ölçmek için aletleri sıvı helyumla soğutmak gerekir; ancak bu tür soğutucu malzemeyi bir dünya uydusunda taşımak için yeterli teknoloji yoktur. Ne var ki, bu tür gerçek kozmik araştırmaların, uzay bütçesinden daha büyük pay almayı hak ettiğini düşünmemek elde değil.\*

Kozmik arkaalan ışıınımının, dalgaboyuna göre olduğu kadar yöne göre de dağılımını düşündüğümüz zaman, yer atmosferi dışında gözlem yapmak, daha büyük bir önem ka-

\* Gerçekten de, kozmik arkaalan ışıınımını çeşitli kırmızıötesi dalgaboylarında ölçmek üzere 18 Kasım 1989 tarihinde COBE (Kozmik Arkaalan Araştırmacısı) adında bir uydu Dünya yörüngesine oturtuldu. Uydunun üç alıcısından ikisi sıvı helyumla soğutulmuştu. Bunlardan birisi arkaalan ışıınımının sıcaklığını çok duyarlı olarak 2,734 K ölçtü. Diğeri kırmızıötesi dalgaboylarında uzayın haritasını çıkardı. Üçüncü alıcıya ise, arkaalan ışıınımının parlaklığındaki sapmaları ölçme görevi verilmişti. Sıcaklığın 3 K yerine 2,734 K olması bu kitabın savlarını ve sonuçlarını etkilemeyecektir (Çev).

zanmaktadır. Şimdiye kadarki tüm gözlemler tamamen eşyönlü, yani yönden bağımsız, arkaalan ışıınımı ile uyuşmaktadır. Önceki bölümde sözü edildiği gibi, bu, Kozmoloji İlkesinin lehine olan en güçlü savlardan birisidir. Ne var ki, kozmik arkaalan ışıınımına özgü bir olası yön bağımlılığını, yalnız yer atmosferinin etkilerinden kaynaklanandan ayırmak çok zordur; arkaalan ışıınımı sıcaklığının ölçümlerinde, arkaalan ışıınımını atmosferimizin ışıınımından ayırdetmek için, arkaalan ışıınımı eş yönlü *kabul* edilir.

Mikrodalga arkaalan ışıınımının yöne bağımlılığını böylesine büyüleyici araştırma konusu yapan şey, bu ışıınımın şiddetinin tam olarak eşyönlü olmasının beklenmemesidir. Yönde küçük değişmelerle ışıınımın şiddetinde dalgalanmalar olabilir; bu, evrende ya ışıınım yayımlandığı zaman var olan ya da sonradan oluşan gerçek topaklanmalardan kaynaklanabilir. Sözgelimi, ilk oluşum evrelerindeki gökadarlar, gökte, ortalamadan azıcık daha yüksek karacisim sıcaklığında, belki yarım aç dakikasına yayılmış sıcak lekeler olarak kendilerini belli edebilirler. Buna ek olarak, ışıınım şiddetinde, Dünya'nın evren içindeki hareketinden kaynaklanan tüm göğü çevreleyen hemen hemen kesin küçük düzgün bir değişim vardır. Dünya, Güneş çevresinde saniyede 30 kilometre hızla dolanır; Güneş sistemi ise gökadamızın dönmesiyle birlikte saniyede 220 kilometre hızla sürüklenir. Gökadamızın, tipik gökadarların kozmik dağılımına göre hızının ne olduğunu tam olarak kimse bilmiyor; tahminlere göre saniyede birkaç yüz kilometrelik bir hızla belli bir yöne doğru hareket etmektedir<sup>2</sup>. Sözgelimi, Dünya'nın evrenin ortalama maddesine göre, ve dolaşısıyla arkaalan ışıınımına göre, saniyede 300 kilometre hızla hareket ettiğini varsayarsak, o zaman Dünya'nın hareketinin önünden ya da arkasından gelen ışıınımın dalgaboyu saniyede 300 kilometrenin ışık hızına oranı kadar, yani yüzde 0,1 kadar, -sırasıyla- azalmalı ya da artmalıdır. O halde eşdeğer ışıınım sıcaklığı yönle düzgün olarak değişmeli; Dünya'nın gittiği doğrultuda ortalamadan yüzde 0,1 daha yüksek ve geldiği doğrultuda ortalamadan yüzde 0,1 daha düşük olmalıdır. Son

birkaç yıldır eşdeğer ışıınım sıcaklığının yön bağımlılığına getirilen en iyi üst sınır hemen hemen tam 0,1 olmuştur. Dolayısıyla Dünya'nın evren içindeki hızını hemen hemen ölçüyor, fakat tam ölçemiyor gibi ümit kırıcı bir konumdayız. Dünya'nın yörüngesinde dolanan uydulardan ölçümler yapılınca ya kadar bu soruyu sonuca bağlamak mümkün olmayabilir. (Bu kitaptaki son düzeltmeler yapılırken NASA'dan John Mather'dan *Kozmik Arkaalan Araştırmacı Uydusu* ile ilgili birinci haber bültenini aldım. Bu bültende, uzaydan kırmızıötesi ve mikrodalga arkaalan ışıınımlarının olası ölçümlerini incelemek üzere, M.I.T.'den Rainier Weiss başkanlığında altı bilim adamından oluşan bir ekibin atandığı duyurulmaktadır. İyi uçuşlar...)\*.

Evrenin ışıınımları ile maddesinin, bir zamanlar ısısal denge durumunda olduklarına, kozmik mikrodalga arkaalan ışıınımlarının güçlü kanıt oluşturduğunu görmüştük. Ne var ki, eşdeğer ışıınım sıcaklığının gözlenen özel sayısal değeri olan 3 K'den henüz fazla bir kozmolojik bilgi çıkaramadık. Aslında bu ışıınım sıcaklığı, ilk üç dakikanın tarihini izlemede gereksinim duyacağımız bir yaşamsal sayıyı belirlememize olanak sağlar.

Daha önce gördüğümüz gibi, verilen bir sıcaklıkta, birim hacimdeki foton sayısı tipik dalgaboyunun küpüyle ters orantılı ve dolayısıyla sıcaklığın küpüyle doğru orantılıdır. Sıcaklık tam 1 K iken bir litrede 20282,9 foton bulunur; o halde 3 K arkaalan ışıınımları litrede 550 000 yöresinde foton içerir. Ne var ki, çekirdek parçacıklarının (nötronlar ve protonlar) şimdiki evrende yoğunluğu *bin* litrede 6 ile 0,03 parçacık arasında bir yerdedir. (Üst sınır Bölüm II'de tartışılan kritik yoğunluğun iki katıdır; alt sınır ise, görünen gökadalarda esas gözlenen yoğunluğun düşük tahmin edilen değeridir.) O halde, parçacık yoğunluğunun gerçek değerine bağlı olarak, bugün evrende her çekirdek parçacığı için 100 milyon ile 20 milyar arasında foton vardır.

\* Bu uydu önceki dipnotta sözü edilen uydudur; görevini başarıyla tamamlamıştır. Aynı amaçlı daha duyarlı ölçümler yapacak uydular NASA tarafından planlanmaktadır (Çev.)

Üstelik, fotonların çekirdek parçacıklarına oranının bu müthiş büyük değeri, uzun bir zaman kabaca sabit kalmıştır. Işınlımın özgürce genişlediği dönem süresince (sıcaklık yaklaşık 3000 K'in altına düştüğünden beri), arkaalan fotonları ve çekirdek parçacıkları ne yaratıldılar ne de yok edildiler; dolayısıyla oranları doğal olarak sabit kaldı. Gelecek bölümde göreceğiz ki, bu oran daha önce de, yani bireysel fotonlar yaratılıp yok edildiği zaman da, kabaca sabitti.

Mikrodalga arkaalan ışınının ölçümlerinden çıkarılacak en önemli nicel sonuç şudur: Geriye doğru evrenin erken tarihine bakabildiğimiz sürede her proton ya da nötron için 100 milyon ile 20 milyar foton var olmuştur. Gereksiz yere belirsiz görünmemek için, bundan böyle bu sayıyı yuvarlayacağım ve açıklama amacıyla şunu kabul edeceğim: Evrenin ortalama içeriğinde her çekirdek parçacığı için geçmişte tam 1 milyar foton vardı ve şimdi de tam 1 milyar foton vardır.

Bu sonuçtan şu önemli yargıya varırız: Kozmik sıcaklık elektronların yakalanıp atomlar içinde hapsedilmesine izin verecek değere düştüğü zamana kadar, maddenin, gökadalaları ve yıldızları oluşturacak şekilde ayrılması başlayamazdı. Kütle çekimin, Newton'un düşündüğü gibi, maddenin birbirinden soyutlanmış parçalar halinde topaklanmasını sağlayabilmesi için, bu kütle çekimin, maddenin ve ilgili ışının basıncını yenmesi gerekir. Herhangi bir olgunlaşmamış topak içindeki kütle-çekim kuvveti topağın büyüklüğü ile artarken, basınç büyüklüğe bağlı değildir; dolayısıyla verilen herhangi bir yoğunluk ve basınçta, çekimsel topaklanmaya direnemeyen bir minimum kütle vardır. Bu "Jeans Kütle" olarak bilinir; çünkü bu minimum kütle kavramı, yıldızların oluşum kuramlarına ilk kez 1902'de Sir James Jeans tarafından sokulmuştur. Jeans kütle, basıncın  $3/2$ 'inci kuvveti ile orantılı olarak ortaya çıkmaktadır (Bakınız, Matematiksel Not 5). Elektronlar, 3000K yöresinde bir sıcaklıkta, atomlara yakalanmaya başlamadan hemen önce, ışınım basıncı müthişti; dolayısıyla buna karşılık gelen Jeans kütle büyüktü, büyük bir gökadanın kütesinden mil-

yon kere daha büyük... Ne gökadalara, ne de gökada kümele-ri, o tarihte oluşacak kadar kütlelidirler. Ne var ki, kısa sü-re sonra elektronlar çekirdeklerle birleşip atomları oluşturu-du; özgür elektronların ortadan kaybolmasıyla, evren ışı-nım için geçirgen hale geldi; dolayısıyla ışı-nım basıncı etkisiz du-ruma düştü. Verilen bir sıcaklık ve basınçta, maddenin ya da ışı-nımın basıncı, sırasıyla sadece parçacık ya da foton sa-yısı ile orantılıdır. Dolayısıyla ışı-nım basıncı etkisiz duruma düşünce, toplam etkin basınç 1 milyar çarpanı kadar azal-mış oldu. Jeans kütlesi de, bu çarpanın  $3/2$  kuvveti kadar azaldı; yani bir gökadanın yaklaşık milyonda birine düştü. O andan sonra artık madde basıncı tek başına, maddenin gördüğümüz gökadalara halinde topaklanmasına direneme-yecek kadar zayıf kalacaktı.

Bu demek değildir ki biz aslında gökadalara nasıl oluştu-ğuna anlıyoruz. Gökadalara oluşum kuramı astrofizik, bugün hâlâ çözümden uzak gözük-en, "kalmış" problemlerinden birisidir. Fakat bu başka bir öykü... Bizim için önemli nokta şudur: Erken evrende, 3000 K'nin üstündeki sıcaklık-larda, evren bugün gökte gördüğümüz gökadalardan ve yıldızlardan değil, sadece madde ve ışı-nımın ayrıışmamış ve iyonlaşmış "çorbasından" oluşmuştu.

Fotonların çekirdek parçacıklarına oranının bu denli bü-yük olmasının bir başka kayda değer sonucu da şudur: Göre-li olarak çok uzak olmayan bir geçmişte, ışı-nım enerjisinin, evrenin maddesinin içerdik-ği enerjiden daha büyük olduğ-u bir zaman olmalıydı. Bir çekirdek parçacığının kütlesindeki enerjiyi Einstein'ın  $E = mc^2$  formülü yaklaşık 939 milyon elektron volt olarak verir. 3 K karacisim ışı-nımındaki bir fo-tonun ortalama enerjisi çok daha küçük, yaklaşık 0,0007 elektron volt kadardır. Dolayısıyla, nötron ya da proton başı-na 1 milyar fotonla bile şimdiki evrenin enerjisinin çoğu madde şeklindedir, ışı-nım şeklinde değil. Ne var ki, daha er-ken dönemlerde sıcaklık daha yüksek, dolayısıyla her bir fo-tonun enerjisi daha yüksekti; buna karşın nötron ya da pro-ton kütlesindeki enerji hep aynı idi. Her çekirdek parçacığı

başına 1 milyar foton düştüğüne göre, ışıınım enerjisinin madde enerjisini aşması için gereken tek şey, bir karacisim fotonunun ortalama enerjisinin bir çekirdek parçacığı kütle-sinin enerjisinin milyarda birinden, yani yaklaşık bir elektron volttan, daha büyük olmasıdır. Sıcaklık şimdikinden 1300 kere daha büyük, yani 4000 K iken durum buydu. Bu sıcaklık, evrendeki enerjinin çoğunun ışıınım biçiminde olduğu “ışıınımca baskın” çağ ile enerjinin çoğunun çekirdek parçacıklarının kütlelerinde olan şimdiki “maddece baskın” çağ arasındaki geçişi belirler.

İşıınımca baskın evrenden maddece baskın evrene geçişin, tam evrenin içeriğinin ışıınıma karşı şeffaflaşmakta olduğu zamanda, yani sıcaklık 3000 K iken meydana gelmesi çarpıcıdır. İlginç savlar olmasına karşın, bunun neden böyle olması gerektiğini kimse bilmiyor. Hangi geçişin önce meydana geldiğini de aslında bilmiyoruz: Eğer bugün her çekirdek başına 10 milyar foton düşseydi, sıcaklık 400 K’e düşünceye kadar, yani evren şeffaflaştıktan çok sonrasına kadar, ışıınım, maddeye baskın olmayı sürdürürdü.

Bu belirsizlikler erken evren öykümüzü etkilemeyecektir. Bizim için önemli olan şudur: Evrenin içeriği şeffaflaşmadan epey önce, evren esas olarak ışıınımdan meydana gelmiş, buna azıcık da madde bulaşmış gibi düşünülebilir. Evren genişledikçe, foton dalgaboylarının kırmızıya kayması, erken evrenin o müthiş ışıınım enerjisi yoğunluğunu yok etmiş; geriye bugünün yıldızlarına, kayalarına ve canlı varlıklarına dönüşecek olan çekirdek parçacıkları ve elektronların oluşturduğu o madde bulaşığı kalmıştır.

## Sıcak Bir Evren İçin Reçete

Son iki bölümde tartışılan gözlemler, evrenin genişlemekte olduğunu göstermiş ve şu anda 3 K kadarlık bir sıcaklığa denk düşen bir evrensel arkaalan ışıınımı ile dolu olduğunu ortaya çıkarmıştır. Bu ışıınının, evrenin etkin olarak mat, şimdikinden 1000 kez daha küçük ve daha sıcak olduğu bir zamandan arta kaldığı sanılmaktadır. (Her zaman olduğu gibi, evrenin şimdikinden 1000 kez daha küçük olduğunu söylediğimizde, verilen herhangi bir tipik parçacık çifti arasındaki uzaklık şimdikinden 1000 kez daha küçüktü demek istiyoruz.) İlk üç dakikanın öyküsüne son bir hazırlık olmak üzere, o zamanlarda hüküm süren fiziksel koşulları incelemek için, optik ya da radyo teleskoaplardan çok, “teorinin gözünü” kullanarak evrenin daha da küçük ve sıcak olduğu ilk zamanlara bakmalıyız.

III. Bölümün sonunda değindiğimiz gibi, evren şimdikinden 1000 kez daha küçükken ve maddesel içeriği tam ışıınma geçirgen hale gelme sınırındayken, evren ışıınımca baskın çağdan şimdiki maddece baskın çağa da geçmekteydi. Işıınımca baskın çağ boyunca hem çekirdek parçacığı başına bugünkü kadar çok foton düşüyordu, hem de her fotonun enerjisi yeterince yüksekti; öyle ki evrenin enerjisinin çoğu, kütle değil ışıınım biçimindeydi. ( Fotonların kütesiz parçacıklar yani kuantum kuramına göre ışığı oluşturan “kuantumlar” olduğunu hatırlayınız.) Dolayısıyla, bu çağ süresince evreni, sanki sadece ışıınımla doluymuş, temelde hiç madde yokmuş gibi ele almak doğru bir yaklaşım olacaktır.

Bu sonuca önemli bir nokta daha eklenmelidir. Bu bölümde göreceğimiz gibi, saf ışıınım çağı, ancak ilk bir kaç dakikanın sonunda sıcaklık birkaç milyar Kelvin derecesinin altına düştüğüzaman başladı. Daha önceki zamanlarda *madde*

*önemliydi*; söz konusu olan bu madde, şimdiki evrenimizi oluşturan maddeden çok farklı bir tür maddeydi. Bu kadar çok gerilere bakmadan önce, ilkin gerçek ışıınım çağını, yani ilk birkaç dakikanın bitiminden başlayıp gene maddenin ışıınımından daha önemli hale geldiği birkaç yüz bin yıl sonrasına dek süren çağı kısaca ele alalım.

Bu çağ boyunca evrenin tarihini izlemek için bilmemiz gereken tüm bilgi, sadece verilen herhangi bir anda her şeyin ne kadar sıcak olduğudur. Ya da başka türlü söylemek gerekirse, evren genişlerken sıcaklığın evrenin boyutuna nasıl bağlı olduğudur.

Işıının özgürce genişlediği düşünülebilseydi, bu soruyu yanıtlamak kolay olurdu. Evren genişledikçe, her fotonun dalgaboyu basitçe (kırmızıya kayma nedeniyle) evrenin boyutuyla orantılı olarak uzardı. Ayrıca, önceki bölümde gördük ki, kara cisim ışıının ortalama dalgaboyu, sıcaklığıyla ters orantılıdır. Böylece sıcaklık, evrenin boyutuyla ters orantılı olarak azalırdı; tamı tamına şimdi olduğu gibi.

Neyse ki, kuramsal kozmoloji için, ışıının gerçekte özgürce genişlemediğini hesaba kattığımız zaman bile, aynı basit bağıntı geçerlidir. Işıın özgürce genişledi, çünkü fotonların görece az sayıdaki elektronlar ve çekirdek parçacıkları ile hızlı çarpışmaları, ışıınmca baskın çağ boyunca evrenin içeriğini matlaştırdı. Bir foton çarpışmalar arasında özgürce uçarken, dalgaboyu evrenin boyutuyla orantılı olarak büyümüş olacaktı; ve parçacık başına öylesine çok foton vardı ki bu çarpışmalar madde sıcaklığını ışıının sıcaklığıyla aynı olmaya zorladı, tersine değil. Böylece, örneğin evren şimdikinden onbin kez daha küçükken, sıcaklık da şimdikinden o oranda yüksek, yani 30000 K kadar olmalıydı. Gerçek ışıınım çağı için bu kadar söz yeter.

En sonunda, evren tarihinin iyice gerilerine baktığımızda, sıcaklığın öylesine yüksek olduğu bir zamana geliriz ki, bu zaman dilimi içinde fotonların birbirleriyle çarpışmaları, saf enerjiden maddesel parçacıklar üretebilirdi. Saf ışıın enerjisinden bu şekilde yaratılan parçacıkların, ilk birkaç

dakika süresince, hem çeşitli çekirdek tepkimelerinin hızlarını hem de evrenin kendi genişleme hızını saptamada, ışı-  
nım kadar önemli olduklarını göreceğiz. Dolayısıyla, ilk za-  
manlarda meydana gelen olayların akışını izlemek için, ışı-  
nım enerjisinden çok sayıda maddesel parçacık yaratacak  
evren sıcaklığının ne kadar olduğunu ve böylece ne kadar  
parçacık yaratıldığını bilmeye gereksinim duyarız.

Işınımın madde yaratan süreç, en iyi biçimde ışığın ku-  
antumlu doğası cinsinden anlaşılabilir. İki ışık kuantumu,  
yani iki foton, birbirleriyle çarpışıp yok olabilirler; tüm ener-  
ji ve momentumları iki ya da daha fazla maddesel parçacı-  
ğın yaratılmasına harcanır. ( Bu süreç, gerçekten de bugün-  
kü yüksek enerjili parçacık fiziği laboratuvarlarında dolaylı  
olarak gözlenmektedir. ) Ne var ki, Einstein'ın özel görelilik  
kuramına göre, bir maddesel parçacık, durgun olsa bile, ün-  
lü  $E = mc^2$  formülüyle verilen belirli bir "durgun enerji" ye  
sahip olacaktır. ( Burada  $c$  ışık hızıdır. Çekirdek tepkimele-  
rinde salınan enerjinin kaynağı işte budur; bu tepkimelerde  
atom çekirdeklerinin kütesinin bir kısmı yok olur. ) Bundan  
ötürü, iki fotonun kafa kafaya çarpışıp  $m$  kütleli iki madde-  
sel parçacık yaratabilmesi için, her bir fotonun enerjisi, en  
az her bir parçacığın  $mc^2$  durgun enerjisine eşit olmalıdır.  
Her bir fotonun enerjisi  $mc^2$  den daha büyükse, bu tepkime  
kolaylıkla sağlanır; fazlalık enerji, yalnızca maddesel parça-  
cıklara yüksek bir hız vermeye harcanır. Fakat fotonların  
enerjisi  $mc^2$  nin altında ise, iki fotonun çarpışmasında  $m$   
kütleli parçacıklar yaratılamaz; çünkü o zaman bu özel par-  
çacıkların kütlelerini bile yaratmak için yeterli enerji yok-  
tur.

Açıktır ki, maddesel parçacıkların üretilmesinde ışınımın  
etkinliğini değerlendirmek için, ışınım alanındaki bireysel  
fotonların karakteristik enerjisini bilmemiz gerekir. Şu anki  
amaçlarımız için basit bir kuralı kullanarak karakteristik  
foton enerjisi konusunda iyi sayılabilecek bir tahminde bu-  
lunabiliriz: Karakteristik foton enerjisini bulmak için sadece  
ışınımın sıcaklığını istatistik mekaniğin Boltzmann sabiti

denen temel sabitiyle çarpılır. ( Ludwig Boltzmann, Amerikalı Willard Gibbs ile birlikte, modern istatistik mekanik kurucusuydu. 1906'daki intiharına, kısmen, çalışmasına yapılan felsefi itiraz neden oldu deniyor; fakat tüm bu tartışmalar çoktan unutuldu). Boltzmann sabitinin değeri 0,00008617 Kelvin derecesi başına elektron volt'tur. Örneğin, evrenin içeriğinin tam geçirgen hale geldiği 3000 K'lık sıcaklıkta, her fotonun karakteristik enerjisi aşağı yukarı 3000 K ile Boltzmann sabitinin çarpımına; yani 0,26 elektron volt'a eşitti. ( Hatırlatmak gerekirse, bir elektron volt, bir elektronun bir voltluk elektriksel potansiyel farkını geçerken kazandığı enerjidir. Kimyasal tepkime enerjileri tipik olarak atom başına bir elektron volt basamağındadır; bu yüzden 3000 Kelvin derecesinin üstündeki sıcaklıklara karşı gelen ışıınım, elektronların önemli bir kesrinin atomlara bağlanmalarını önlemeye yetecek kadar sıcaktır.)

Gördük ki foton çarpışmalarında m kütleli maddesel parçacıklar üretebilmek için, karakteristik foton enerjisi, en az durgun parçacıkların  $mc^2$  enerjisine eşit olmalıdır. Karakteristik foton enerjisi sıcaklık çarpı Boltzmann sabiti olduğuna göre, sonuç olarak ışıınının sıcaklığı en azından  $mc^2$  durgun enerjisi bölü Boltzmann sabiti basamağında olmalıdır. Yani her bir maddesel parçacık cinsi için,  $mc^2$  durgun enerjisini Boltzmann sabitine bölerek bulunmuş bir "eşik sıcaklığı" vardır ve ışıınım enerjisinden bu cins parçacıkların yaratılabilmesi için önce bu sıcaklığa erişilmelidir.

Örneğin, bilinen en hafif maddesel parçacıklar, elektron (e-) ve pozitron (e+) dur. Pozitron, elektronun "karşıparçacığı" dır , yani karşıt elektriksel yüke (eksi yerine artı), fakat aynı kütle ve spine sahiptir. Pozitron elektronla çarpıştığında, yükler birbirlerini götürür; iki parçacığın kütlelerindeki enerji saf ışıınım olarak ortaya çıkar. Alışılmış yaşamda pozitronların seyrek bulunmalarının nedeni kuşkusuz budur: Çünkü bir elektron bulup yok olmadan önce çok uzun yaşayamazlar. (Pozitronlar 1932'de kozmik ışınlarda bulunmuşlardı.) Yok olma süreci tersine de işler: Yeterli enerjiye

sahip iki foton çarpışabilir ve foton enerjileri elektron ile pozitron kütlelerine dönüşerek sonuçta bir elektron-pozitron çifti yaratılmış olur.

İki fotonun kafa kafaya çarpışarak bir elektron ve bir pozitron yaratabilmesi için, her bir fotonun enerjisi, bir elektron ya da pozitron kütleindeki  $mc^2$  “durgun enerji” sini aşmalıdır. Bu enerji 0,511003 milyon elektron volt’tur. Fotonların büyük olasılıkla bu enerjiye sahip olabilecekleri eşik sıcaklığını bulmak için, bu enerjiyi Boltzmann sabiti-ne ( 0,00008617 elektron volt bölü Kelvin derecesi ) böleriz ve 6 milyar Kelvin derecelik ( $6 \times 10^9$  K ) bir eşik sıcaklığı buluruz. Daha yüksek sıcaklıklarda, fotonların birbirleriyle çarpışmalarında elektronlar ve pozitronlar özgürce yaratılabilirler ve dolayısıyla çok büyük sayılarda var olabilirler.

(Söz arasında belirtelim ki, ışıınımdan elektron-pozitron çiftlerinin yaratılması için bulduğumuz  $6 \times 10^9$  K’lik eşik enerjisi, bugünkü evrende doğal olarak karşılaştığımız her sıcaklıktan çok daha yüksektir. Güneşin merkezi bile ancak 15 milyon derecelik bir sıcaklıktadır. Parlak ışııkta bile, boş uzaydan pıtır pıtır elektron ve pozitronların patladıklarını görmeyişimizin nedeni budur.)

Benzer sözler her parçacık türü için söylenebilir. Doğada her bir parçacık türüne karşı gelen aynı kütle ve spinli fakat karşıt elektriksel yüklü bir “karşıparçacık” vardır; bu çağdaş fiziğin temel kuralıdır. Yalnız, fotonun kendisi gibi, tamamen yüksüz parçacıklar bunun dışındadır; bunların, kendi karşıparçacıklarıyla aynı oldukları düşünülür. Parçacık ile karşıparçacık arasındaki ilişki gerçekten de karşılıklıdır: Pozitron elektronun karşıparçacıdır; elektron da pozitronun karşıparçacıdır. Yeterince enerji verilirse, foton çiftlerinin çarpışmasında her zaman için her cinsten parçacık-karşıparçacık yaratmak olasıdır.

(Karşıparçacıkların varlığı, kuantum mekaniği ve Einstein’ın Özel Görelilik Kuramı ilkelerinin doğrudan matematiksel bir sonucudur. Karşıelektronun varlığı, ilk olarak 1930’da Paul Adrian Maurice Dirac tarafından kuramsal olarak orta-

ya çıkarıldı. Kuramına bilinmeyen yeni bir parçacık sokmak istemediği için, Dirac, karşıelektronu o zaman için bilinen tek artı yüklü parçacık olan protonla özdeşleştirdi. 1932'de pozitronun bulunuşu, karşıparçacıkların kuramını doğruladı ve gösterdi ki proton elektronun karşıparçacığı değildir; onun kendi karşıparçacığı vardır. Protonun karşıparçacığı olan karşıproton ise 1950'de Berkeley'de keşfedildi.)

Elektron ve pozitrondan sonra gelen en hafif parçacık türleri, bir cins kararsız ağır elektron olan müyon ( $\mu^-$ ) ve onun karşıparçacığı ( $\mu^+$ ) dır. Tıpkı elektronlar ve pozitronlar gibi,  $\mu^-$  ve  $\mu^+$  da, karşıt elektriksel yüklere, fakat eşit kütlelere sahiptirler. Fotonların birbirleriyle çarpışmalarında yaratılabilirler.  $\mu^-$  ve  $\mu^+$  nın her biri 105,6596 milyon elektron volta eşit bir  $mc^2$  durgun enerjisine sahiptir. Bunu Boltzmann sabitine bölerek bulacağımız eşik sıcaklığı 1,2 milyon kere milyon derecedir ( $1,2 \times 10^{12}$  K ). Diğer parçacıklar için benzer eşik sıcaklıkları, Tablo 1'de verilmektedir. Bu tabloyu gözden geçirerek, evrenin tarihinde çeşitli zamanlarda hangi parçacıkların bol miktarda bulunduğunu söyleyebiliriz: Bunlar, eşik sıcaklıkları, o zamanki evren sıcaklığının altında olan parçacıklardır.

Eşik sıcaklığının üzerindeki sıcaklıklarda bu maddesel parçacıklardan gerçekte ne kadar vardı? Erken evrende hüküm süren yüksek sıcaklık ve yoğunluk koşulları altında, parçacık sayıları basit ısısal denge koşulu ile verilir: Parçacık sayısı öylesine bir değerde olmalı ki, her saniyede ne kadar yaratılıyorsa, tam o kadar da yok olsun. ( Yani, arz talebe eşitliği.) Verilen bir parçacık- karşıparçacık çiftinin yok olup iki fotona dönüşme hızı, aynı enerjili iki fotonun böyle bir parçacık ve karşıparçacık çiftine dönüşme hızına eşittir. Böylece ısısal denge koşulu, eşik sıcaklığı gerçek sıcaklığın altında olan her bir tür parçacığın sayısının foton sayısına eşit olmasını gerektirir. Fotonlardan daha az sayıda parçacık varsa, yok olmalarından daha hızlı yaratılacaklar ve sayıları yükselecektir; fotonlardan çok parçacık varsa, yaratılmalarından daha hızlı yok olacaklar ve sayıları düşecek-

tir. Örneğin, 6 milyar derecelik eşiğin üzerindeki sıcaklıklarda, elektronların ve pozitronların sayısı, fotonların sayısı ile aşağı-yukarı eşitti. Dolayısıyla, o zamanlarda evrenin yalnız fotonlardan değil de, baskın şekilde foton, elektron ve pozitronlardan oluşmuş olduğu düşünülebilir.

Ne var ki, eşik sıcaklığının üzerindeki sıcaklıklarda bir maddesel parçacık, daha çok bir foton gibi davranır. Ortalama enerjisi, kabaca sıcaklık çarpı Boltzmann sabitidir; öyle ki eşik sıcaklığının çok üzerinde bu ortalama enerji, parçacığın kütle enerjisinden çok daha büyüktür ve kütle ihmal edilebilir. Bu koşullar altında, verilen türden maddesel parçacıkların basınç ve enerji yoğunluğuna yaptığı katkı, basitçe sıcaklığın dördüncü kuvvetiyle orantılıdır; tıpkı fotonlar için olduğu gibi. O halde verilen herhangi bir anda evreni, eşik sıcaklığı söz konusu zamandaki kozmik sıcaklığın altında olan her parçacık cinsi için bir tür olmak üzere, çeşitli türdeki “ışınım” lardan oluşmuş olarak düşünebiliriz. Özel olarak, herhangi bir anda evrenin enerji yoğunluğu, sıcaklığın dördüncü kuvvetiyle ve eşik sıcaklığı söz konusu zamandaki kozmik sıcaklığın altında kalan parçacık türlerinin sayısı ile orantılıdır. Parçacık-karşıparçacık çiftlerinin ısısal dengede fotonlarla ortak davrandığı böylesine yüksek sıcaklıklardaki koşullar, şimdiki evrende hiçbir yerde yoktur. (Belki patlayan yıldızların merkez bölgelerinde olabilir). Sonuçta, erken evrende böylesine olağan dışı koşullar altında neler olduğu konusunda kuramlar oluştururken ,kendimizden emin olmamızı sağlayacak kadar da istatistik mekanik bilgimize güveniyoruz.

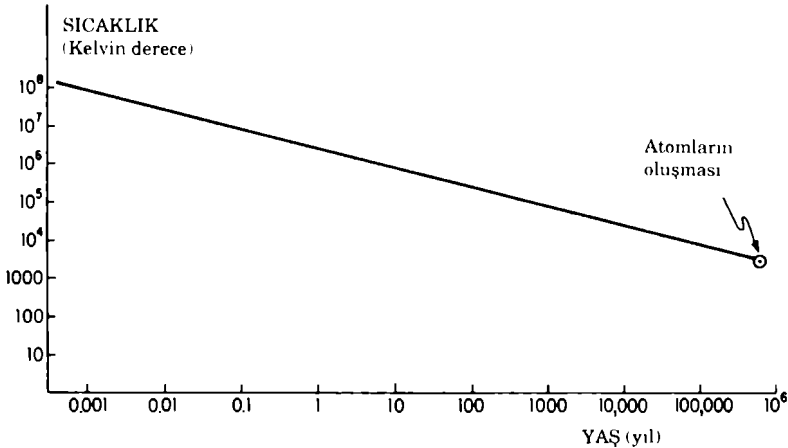
Kesin olmak gerekirse, pozitron ( $e^+$ ) gibi her karşıparçacığın ayrı bir tür olarak hesaba katılacağı akılda tutulmalıdır. Ayrıca, foton ve elektron gibi parçacıklar ayrı iki spin durumunda bulunurlar; bunlar da ayrı türler olarak hesaba katılmalıdır. Son olarak, elektron gibi parçacıklar (foton değil) “Pauli dışlama ilkesi” denen özel bir kurala uyarlar; bu ilke iki parçacığın aynı duruma yerleşmesini yasaklar. Bu kural, etkin olarak onların toplam enerji yoğunluğuna katkısını se-

kizde-yedilik bir çarpan ile azaltır. ( Bir atomda tüm elektronların aynı en düşük enerji kabuğuna düşmelerini önleyen işte bu dışlama ilkesidir; dolayısıyla elementlerin periyodik tablosunda kendini gösteren, atomların karmaşık kabuklu yapısı bu ilkeden kaynaklanmaktadır). Her parçacık tipine ilişkin etkin tür sayısı, Tablo 1’de eşik sıcaklıklarıyla birlikte listelenmiştir. Evrenin verilen bir sıcaklıktaki enerji yoğunluğu, sıcaklığın dördüncü kuvvetiyle ve eşik sıcaklıkları evren sıcaklığının altında olan parçacık türlerinin etkin sayısıyla orantılıdır.

Şimdi de evrenin ne zaman bu yüksek sıcaklıklarda bulunduğu sorusunu soralım. Evrenin genişleme hızını yöneten, kütle-çekim alanı ile evren içeriğinin dışı doğru olan momentumu arasındaki dengedir. Ve ilk zamanlarda evrenin kütle-çekim alanının kaynağını foton, elektron, pozitron vs. gibi parçacıkların toplam enerji yoğunluğu sağlıyordu. Evrenin enerji yoğunluğunun esas olarak sadece sıcaklığa bağlı olduğunu görmüştük; öyleyse evrenin genişledikçe soğumasını “tik-tak” lar olarak düşünürseniz, kozmik sıcaklığı bir saat gibi kullanabilirsiniz. Çok daha belirgin olması istenirse, gösterilebilir ki evrenin enerji yoğunluğu bir değerden bir başka değere düşünceye dek geçecek zaman, bu enerji yoğunluklarının karaköklerinin terslerinin farkıyla orantılıdır. ( Bak. Matematiksel Not 3). Fakat biraz önce gördük ki, enerji yoğunluğu, sıcaklığın dördüncü kuvveti ve gerçek sıcaklığın altında eşit sıcaklıklarına sahip parçacık türlerinin sayısı ile orantılıdır. Bu nedenle, sıcaklık, hiçbir “eşik” değerini kesmedikçe, *evrenin bir sıcaklıktan bir diğerine soğuması için gerekli zaman, bu sıcaklıkların ters karelerinin farkıyla orantılıdır*. Örneğin, 100 milyon derecelik (elektronlar için eşik sıcaklığının çok altında) bir sıcaklıkla başlar ve sıcaklığın 10 milyon dereceye düşmesi için 0,06 yıl (ya da 22 gün ) geçtiğini bulursak; o zaman sıcaklığın bir milyon dereceye düşmesi bir başka 6 yıl, sıcaklığın 100000 dereceye düşmesi bir başka 600 yıl gibi bir zaman geçmiştir, v.b. Evrenin 100 milyon dereceden 3000 K’e ( yani evren içeriğinin tam

ışınım geçirgen hale geldiği noktaya kadar ) soğuması için geçen toplam zaman ise 700 000 yılı buldu. ( Şekil 8'e bakınız). Kuşkusuz burada "yıl" yazdığımda, mutlak bir zaman biriminin belirli bir sayısını, örneğin hidrojen atomunda bir elektronun, çekirdek çevresindeki bir turunun zamanı olan periyodun belirli bir sayısını kastediyorum. Çünkü Dünya'nın Güneş çevresindeki turlarına başlamasından çok önceki bir dönemle uğraşıyoruz!

Evren ilk birkaç dakikada gerçekten de kesin olarak eşit sayıda parçacık ve karşıparçacıktan oluşmuş olsaydı; sıcaklık bir milyar derecenin altına düştüğünde, bunların tümü yok olur ve ışıınım dışında hiçbir şey kalmazdı. Bu olasılığa karşı çok iyi bir kanıt var: Var olmamız! Parçacık ve karşıparçacıkların yok olmasının ardından şimdiki evrenin maddesini sağlamak üzere geriye birşeylerin kalabilmesi için, pozitronlardan biraz daha çok elektron, karşıprotonlardan biraz daha çok proton ve karşınötronlardan biraz daha çok nötron var olmalıydı. Bölümün bu noktasına kadar, görelî



Şekil 8. Işınımca-baskın Çağ: Çekirdek oluşumunun hemen ardından başlayıp çekirdek ve elektronların atomları oluşturmaya dek süren dönem için, zamanın fonksiyonu olarak evrenin sıcaklığı görülmektedir.

olarak az miktardaki bu artık maddeyi bilerek gözardı ettik. Eğer tüm istediğimiz erken evrenin enerji yoğunluğunu ya da genişleme hızını hesaplamaksa, yaklaşık olarak elde ettiğimiz bu sonuç iyi sayılabilir. Bir önceki bölümde gördüğümüz gibi, evren 4000 K dolayına soğuyuncaya dek, çekirdek parçacıklarının enerji yoğunluğu ışınının enerji yoğunluğuyla karşılaştırılabilir duruma gelmemiştir. Ne var ki , artakalan elektronlu ve çekirdek parçacıklı bu küçük çeşnin dikkatimizi çekmesi için özel bir neden vardır; çünkü şimdi ki evrenin içeriğinde bu artık parçacıklar baskındır. Ayrıca, özellikle, yazarın ve okuyucunun vücudundaki yapıtaşları bu artık parçacıklardır.

İlk birkaç dakika içinde maddenin karşı maddeden daha fazla olma olasılığını kabul eder etmez, erken evrenin ayrıntılı bir içerik listesini saptama problemini gündeme getirmiş oluruz. Lawrence Berkeley Laboratuvarı tarafından her altı ayda bir yayınlanan listede tam anlamıyla yüzlerce temel parçacık vardır. Bu parçacık tiplerinin her birinin miktarını saptayacak mıyız? Ve neden temel parçacıklarda duralım: Farklı tipteki atomların, moleküllerin, tuzun ve biberin sayılarını da saptamalı mıyız? Bu durumda, evrenin anlamaya değmeyecek kadar çok karmaşık ve keyfi olduğuna bile karar verebiliriz.

Bereket versin ki, evren bu kadar karmaşık değil. İçeriği ile ilgili bir reçete yazmanın nasıl mümkün olduğunu görmek için, ısısal denge koşuluyla ne kastedildiği konusunda biraz daha fazla düşünmek gerekir. Evrenin bir ısısal denge durumundan geçtiğinin ne kadar önemli olduğunu zaten vurgulamıştım: Evrenin verilen herhangi bir zamandaki içeriği hakkında böylesine emin konuşmamıza olanak sağlayan da budur. Bu bölümde şu ana kadarki tartışmamız, ısısal dengede bulunan madde ve ışınının bilinen özelliklerinin bir dizi uygulamasını oluşturmuştur.

Çarpışmalar ve diğer süreçler bir fiziksel sistemi bir ısısal denge durumuna getirdiğinde, değerleri hiçbir zaman için değişmeyen bazı nicelikler vardır. Bu "korunan nicelik-

ler”den biri toplam enerjidir; çarpışmalar bir parçacıktan diğerine enerji aktarsa bile, çarpışmaya katılan parçacıkların toplam enerjisini asla değiştirmez. Böyle her bir korunum yasası için, ısısal dengedeki sistemin özelliklerini incelemeye geçmeden önce saptanması gereken bir nicelik vardır: Şurası açıktır ki, eğer bir sistem ısısal dengeye yaklaşıırken niceliklerden biri değişmiyorsa, bunun değeri denge koşullarından çıkarılamaz; daha önceden saptanmalıdır. Isısal dengedeki bir sistem hakkında gerçekten de dikkate değer şey şudur: Korunan niceliklerin değerleri bir kez belirtilince, artık sistemin tüm özellikleri tek anlamlı olarak bellidir. Evren bir ısısal denge durumundan geçmiştir; öyleyse, evrenin ilk zamanlardaki içeriği hakkında tam bir reçete vermek için, tüm bilmemiz gereken, evren genişlerken hangi fiziksel niceliklerin korunduğu ve bu niceliklerin değerlerinin neler olduğudur. Çoğu kez ısısal dengedeki sistemin toplam enerji içeriğini belirtmek yerine sıcaklığını belirtiriz. Şu ana kadar ele aldığımız türden, yani sadece ışıınım ve eşit sayıda parçacık ve karşıparçacıktan oluşan sistemlerde, sistemin denge özelliklerini belirlemek için verilmesi gereken sadece sıcaklıktır. Fakat genelde enerjiye ek olarak başka korunan nicelikler de vardır ve her birinin yoğunluklarını belirtmek gerekir.

Örneğin, oda sıcaklığındaki bir bardak su içerisinde ardı arkası kesilmeyen bir süreç yaşanır. Bir su molekülü bir hidrojen iyonu (bir yalın proton, elektronu soyulmuş hidrojen çekirdeği) ile hidroksil iyonuna ( hidrojen atomuna bağlı bir oksijen atomu, bir fazla elektronlu) ayrılır; ya da hidrojen ve hidroksil iyonları su moleküllerini oluşturmak üzere birleşirler. Dikkat edilirse, bu tür her süreçte bir su molekülünün yok oluşuna bir hidrojen iyonunun ortaya çıkışı eşlik eder ya da tam tersi olur; öte yandan hidrojen iyonları ve hidroksil iyonları daima birlikte ortaya çıkar ya da yok olurlar. Böylece, korunan nicelikler, su moleküllerinin toplam sayısı artı hidrojen iyonlarının sayısı, ve hidrojen iyonlarının sayısı eksi hidroksil iyonlarının sayısıdır. ( Kuşkusuz, su

molekülleri artı hidroksil iyonlarının toplam sayısı gibi başka korunan nicelikler de vardır; fakat bunlar başta söylenen iki temel korunumlu niceliğin basit karışımlarıdır.) Eğer sıcaklığın 300 K ( Kelvin ölçeğinde oda sıcaklığı ) olduğunu, su molekülleri artı hidrojen iyonlarının yoğunluğunun  $3,3 \times 10^{22}$  molekül ya da iyon bölü santimetreküp ( kabaca deniz düzeyi basıncındaki suya karşı gelen) olduğunu ve hidrojen iyonları eksi hidroksil iyonlarının yoğunluğunun da sıfır (sıfır net yüke karşı gelen) olduğunu belirtirsek, bardaktaki suyun özellikleri bütünüyle saptanabilir. Örneğin, bu koşullar altında her on milyon ( $10^7$ ) su molekülüne karşılık bir hidrojen iyonu var olduğu sonucunu elde ederiz. Suyun pH'nın 7 olduğunu söylemekle bunu kastetmekteyiz. Dikkat ederseniz, bir bardak su için reçetemizde bunu belirtmek zorunda değiliz; ısısal denge koşullarından hidrojen iyonlarının oranını çıkarırız. Öte yandan, ısısal denge koşullarından korunan niceliklerin yoğunluklarını çıkaramayız; örneğin basıncı yükselterek ya da düşürerek, su molekülleri artı hidrojen iyonlarının yoğunluğunu  $3,3 \times 10^{22}$  molekül bölü santimetreküpten biraz daha büyük ya da küçük yapabiliriz, böylece bardağımızın içinde ne olduğunu bilmek için onları belirtmek zorundayız.

Bu örnek "korunan" nicelikler dediğimiz şeylerin değişen anlamlarını kavramamıza da yardım eder. Örneğin, suyumuz, bir yıldızın içi gibi milyonlarca derecelik bir sıcaklığa sahipse, moleküllerin ya da iyonların parçalanıp dağılmaları ve atomların elektronlarını kaybetmeleri çok kolaydır. Bu durumda korunan nicelikler, elektronların sayısı ile oksijen ve hidrojen çekirdeklerinin sayısıdır. Bu koşullar altında su molekülleri artı hidroksil atomlarının yoğunluğu, önceden belirtilmek yerine istatistik mekanik kurallarından hesaplanmalıdır; bu yoğunluk kuşkusuz, çok küçük çıkacaktır. ( Cehennemde kar topları çok nadir bulunur.) Aslında, bu koşullar altında çekirdek tepkimeleri meydana gelir; böylece her türden çekirdeklerin sayısı bile mutlak olarak sabit değildir; fakat bu sayılar öylesine yavaş olarak

değişir ki, bir yıldız bir denge durumundan diğerine derece derece evrimleşiyormuş gibi sayılabilir.

Sonunda, erken evrende karşılaştığımız yirmi-otuz milyar derecelik sıcaklıklarda, atom çekirdekleri bile derhal yapıtaşları olan proton ve nötronlara parçalanırlar. Tepkimeler öylesine hızlı olur ki, saf enerjiden kolayca madde ve karşımadde yaratılabilir ya da yeniden yok olabilir. Bu koşullar altında, korunan nicelikler, hiçbir özel türden parçacıkların sayıları olamaz. Bunun yerine, ilgili korunum yasaları, (bildiğimiz kadarıyla ) tüm olası koşullar altında uyulan birer küçük sayının konumuna indirgenir. Sadece üç korunan niceliğin var olduğuna inanılmaktadır. Erken evren için reçetemizde bunların yoğunlukları belirtilmelidir:

1. Elektrik Yükü : Eşit ve zıt elektrik yüklü parçacık çiftlerini yaratabilir ya da yok edebiliriz; net elektrik yükü asla değişmez. (Bu korunum yasası konusunda fazlasıyla emin olabiliriz; çünkü yük korunmasaydı, elektrik ve manyetizma hakkındaki Maxwell kuramının hiçbir anlamı kalmazdı).

2. Baryon Sayısı : “Baryon” kapsamlı bir terim olup, hem proton ve nötron gibi nükleer parçacıkları, hem de hiperonlar denen daha ağır kararsız parçacıkları içerir. Baryonlar ve karşıbaryonlar çiftler halinde yaratılabilir ya da yok edilebilirler. Baryonlar diğer baryonlara bozunabilirler; örneğin bir radyoaktif çekirdek “beta bozunumu” nda bir nötron protona dönüşür, ya da tam tersi olur. Ne var ki, baryon eksi karşıbaryonların toplam sayısı asla değişmez. (Karşıbaryon, karşıproton, karşınötron, karşıhiperon vs. anlaşılır). Dolayısıyla proton, nötron ve hiperonlara +1’lik bir “baryon sayısı” ve bunların karşı parçacıklarına -1’lik bir “baryon sayısı” veririz. Bu durumda kuralımız şöyle olur: Toplam baryon sayısı asla değişmez. Baryon sayısının, elektrik yükü gibi herhangi bir dinamik öneme sahip olduğunu sanmıyoruz; bildiğimiz kadarıyla, baryon sayısı tarafından üretilen elektrik ya da manyetik alan gibi, birşey yoktur. Baryon sayısı bir hesap tutma aracıdır: Önemi, sırf korunduğu gerçeğinde yatar.

3. Lepton Sayısı : “Leptonlar” sınıfı, eksi yüklü hafif parçacıklar olan elektron ve müyon ile elektrik yükü olmayan sıfır kütleli nötrino ve bunların karşıparçacıkları olan pozitron, karşımüyon ve karşınötrinodan oluşmaktadır. Kütleli ve yükü olmamasına karşın, nötrinolar ve karşınötrinolar fotonlardan daha fazla hayali değildirler; diğer her parçacık gibi enerji ve momentum taşırlar. Lepton sayısının korunumu, bir diğer hesap tutma kuralıdır: Leptonların toplam sayısı eksi karşıleptonların toplam sayısı asla değişmez. ( 1962’de nötrino demetleriyle yapılan deneylerde, gerçekte “elektron türü” ve “müyon türü” olmak üzere en az iki tür nötrinin ve iki tür lepton sayısının var olduğu ortaya çıktı: Elektronik lepton sayısı, elektronların artı elektron-türü nötrinoların toplam sayısı *eksi* onların karşıparçacıklarının sayısıdır; müyonik lepton sayısı ise müyonların artı müyon-türü nötrinoların toplam sayısı *eksi* onların karşıparçacıklarının sayısıdır. Her ikisinin de mutlak olarak korunduğu sanılıyor; fakat bu çok büyük bir kesinlikle biliniyor denemez\*.

Bu kuralların işlediğini gösteren iyi bir örnek, bir nötronun (n) bir proton (p), bir elektron (e<sup>-</sup>) ve bir elektron türü karşınötrinoya (  $\bar{\nu}_e$  ) radyoaktif bozunumudur. Her parçacığın yük, baryon sayısı ve lepton sayısı değerleri aşağıdaki gibidir:

|               | n  | → | p  | + | e <sup>-</sup> | + | $\bar{\nu}_e$ |
|---------------|----|---|----|---|----------------|---|---------------|
| Yük           | 0  |   | +1 |   | -1             |   | 0             |
| Baryon Sayısı | +1 |   | +1 |   | 0              |   | 0             |
| Lepton Sayısı | 0  |   | 0  |   | +1             |   | -1            |

\* 1975’lerde “tau leptonu” denen üçüncü bir lepton bulundu; bunun da kendi nötrinosu var; tau-türü nötrino. Taunik lepton sayısının da ayrı olarak korunduğu sanılıyor (Çev).

Son durumdaki parçacıklar için her korunan niceliğin değerlerinin toplamı, başlangıçtaki nötronda aynı niceliğin değerine eşittir; bunu okuyucu kolayca kontrol edebilir. Bu niceliklerin korunduğunu söylerken bunu kastederiz. Korunum yasaları değersiz şeyler değildirler; çünkü onlar bize çok büyük sayıda tepkimelerin meydana gelemeyeceğini söylerler; örneğin bir nötrinin, bir proton, bir elektron ve birden fazla karşınötrinoya bozunma süreci “yasaktır”.

Evrenin verilen herhangi bir zamandaki içeriği ile ilgili reçetemizi tamamlamak için, hem o zamanki sıcaklığı hem de birim hacimdeki yükü, baryon sayısını ve lepton sayısını belirtmeliyiz. Korunum yasaları, evrenle birlikte genişleyen her hacimde bu niceliklerin değerlerinin aynı kalacağını söyler. Dolayısıyla, *birim hacimdeki* yük, baryon sayısı ve lepton sayısı basitçe evrenin boyutunun ters kübüyle değişir. Fakat birim hacimdeki, fotonların sayısı da evrenin boyutunun ters küpüyle değişir. (III. Bölümde gördük ki, birim hacimdeki fotonların sayısı, sıcaklığın küpüyle orantılıdır; bu bölümün başında işaret edildiği gibi, sıcaklık ise evrenin boyutunun tersiyle değişir.) Dolayısıyla *foton başına* yük, baryon sayısı ve lepton sayısı sabit kalır; böylece korunan niceliklerin değerlerinin foton sayısına oranı belirtilerek her zaman geçerli bir reçete verilebilir.

(Doğrusunu söylemek gerekirse, evrenin boyutunun ters küpüyle değişen nicelik, birim hacimdeki fotonların sayısı değil de, birim hacimdeki entropidir. Entropi, istatistik mekanikte bir fiziksel sistemin düzensizlik derecesiyle ilgili temel bir niceliktir. Alışlagelmiş bir sayısal çarpan dışında, entropi; farklı türdeki parçacıklara Tablo 1’de gösterilen ağırlıklar verilerek, iyi sayılabilecek bir yaklaşıklıkla, ısısal dengedeki tüm parçacıkların, yani maddesel parçacıkların ve fotonların toplam sayısı ile verilir. Evrenimizi karakterize etmek için bizim gerçekte kullanacağımız sabitler, yükün entropiye, baryon sayısının entropiye ve lepton sayısının entropiye oranlarıdır. Ne var ki, çok yüksek sıcaklıklarda bile maddesel parçacıkların sayısı olsa olsa fotonların sayısı-

la aynı büyüklük basamağındadır; böylece karşılaştırma standardı olarak entropi yerine fotonların sayısını kullanırsak ciddi bir hataya düşmüş olmayız.)

Foton başına kozmik yükü kestirmek kolaydır. Bildiğimiz kadarıyla, evren boyunca elektrik yükünün ortalama yoğunluğu sıfırdır. Eğer Dünya ve Güneş negatif yüklere göre milyon kere milyon kere milyon kere milyon kere milyon kere da bir ( $10^{36}$  da bir) fazlalık pozitif yüklere (ya da tersi) sahip olsaydı, onlar arasındaki elektriksel itme kütleli çekimden daha büyük olurdu. Evren sonlu ve kapalı ise, bu gözlemi bir teorem durumuna bile yükseltebiliriz: Evrenin net yükü sıfır olmalıdır; yoksa elektriksel kuvvet çizgileri evreni durmaksızın sarar ve sonsuz bir elektrik alanı kurar. Fakat evren açık da olsa kapalı da olsa, foton başına kozmik elektrik yükünün ihmal edilebilir olduğunu söylemek yerindedir.

Foton başına baryon sayısını kestirmek de kolaydır. Salt kararlı baryonlar, çekirdek parçacıkları olarak bilinen proton ve nötron ile onların karşıparçacıkları olan karşıproton ve karşınötrondur. (Gerçekte serbest nötron kararsız olup, 15,3 dakikalık bir ortalama ömre sahiptir; fakat çekirdek kuvvetleri, olağan maddenin atomik çekirdekleri içinde nötronu mutlak olarak kararlı kılarlar.) Ayrıca, bildiğimiz kadarıyla, evrende hatırı sayılır miktarda karşımadde yoktur. (Bu konuda daha fazla bilgi ileride verilecektir). Dolayısıyla, şimdiki evrenin herhangi bir kısmının baryon sayısı, esas olarak çekirdek parçacıklarının sayısına eşittir. Önceki bölümde gözlediğimiz gibi, şu anda mikrodalga arkaalan ışını-mında her bir milyar fotona karşılık (kesin sayı belirsizdir) bir çekirdek parçacığı vardır; böylece foton başına baryon sayısı milyarda bir. ( $10^{-9}$ ).

Bu gerçekten de dikkate değer bir sonuçtur. Bunun neler getireceğini görmek için, geçmişte sıcaklığın, nötronlar ve protonlar için eşik sıcaklığı olan, on milyon kere milyon derecenin ( $10^{13}$  K) üzerinde olduğu zamanı düşününüz. O zaman evren çok sayıda, yaklaşık olarak fotonların sayısı kadar, çekirdek parçacığı ve karşıparçacık içerirdi. Fakat bar-

yon sayısı, çekirdek parçacıkları ile karşıparçacıkların sayılarının farkıdır. Eğer bu fark fotonların sayısından milyar kere daha küçük ve dolayısıyla çekirdek parçacıklarının toplam sayısından milyar kere daha küçük olsaydı, bu durumda çekirdek parçacıklarının sayısı karşıparçacıkların sayısından ancak milyarda bir kadar fazla olurdu. Bu görüşe göre, evrenin sıcaklığı çekirdek parçacıkları için eşik sıcaklığının altına düştüğünde, karşıparçacıkların tümü ilgili parçacıklarla yok olurlardı ve geriye parçacıklardan oluşan çok az bir fazlalık kalırdı; bunlar da sonunda bildiğimiz “dünyalara” dönüşürdü.

Kozmolojide milyarda bir kadar küçük bir saf sayının ortaya çıkışı, bazı kuramcılar, bu sayının gerçekten de sıfır olduğunu, yani evrenin gerçekten de eşit miktarda madde ve karşımadde içerdiğini varsaymaya yöneltti. Bu durumda foton başına baryon sayısının milyarda bir olarak ortaya çıkması olgusu şöyle yorumlanabilirdi: Kozmik sıcaklık çekirdek parçacığı eşiğinin altına düşmeden önceki bir zamanda, evren farklı bölgelere ayrılmıştı ve bu bölgelerin bazılarında madde karşımaddeden biraz (milyarda birkaç kadar) fazla, diğer bölgelerde ise karşımadde maddeden biraz daha fazlaydı. Sıcaklık düştükten ve olabildiğince çok parçacık-karşıparçacık çifti yok olduktan sonra, geriye saf maddeden bölgeler ve saf karşımaddeden bölgeler kaldı. Bu kurgudaki güçlük şudur: Hiç kimse evrenin hiçbir yerinde hatırı sayılır miktarda karşımadde belirtisi görmemiştir. Dünyamızın üst atmosferine giren kozmik ışınların, kısmen gökadamızın çok uzak köşelerinden ve belki de kısmen gökadamızın dışından gelmekte olduklarına inanıyoruz. Ama bu kozmik ışınlar, karşımadde yerine ezici bir çoklukta olmak üzere maddeseldir; gerçekte henüz hiç kimse kozmik ışınlarda bir karşıproton ya da karşıçekirdek gözlememiştir. Üstelik, kozmik ölçekte madde ile karşımaddenin yok olmasından kaynaklanan fotonlar da gözlenmemektedir.

Bir başka olasılık ise, foton (ya da, daha uygun olarak entropi) yoğunluğunun, evren boyutunun ters kübüne oran-

tılı kalmamasıdır. Eğer ısısal dengeden bir tür ayrılma, evreni ısıtan ve fazlalık fotonlar yaratan bir tür sürtünme ya da viskozluk var olsaydı, bu olasılık ortaya çıkabilirdi. Bu durumda foton başına baryon sayısı, akla yatkın bir değerden (belki de bire yakın) başlayabilir ve daha sonra birçok foton yaratılarak bugünkü küçük değerine düşerdi. Buradaki güçlük de şudur ki, bugüne dek hiç kimse bu fazlalık fotonları yaratmak için ayrıntılı bir mekanizma öneremedi. Yıllar önce ben böyle bir mekanizma bulmaya çalışmış ve tam bir başarısızlığa uğramıştım.

Bundan sonra tüm bu “standart olmayan” olasılıkları gözönüne almayarak basitçe foton başına baryon sayısının görüldüğü gibi, milyarda bir kadar, olduğunu varsayacağım.

Peki, evrenin lepton sayısı yoğunluğu hakkında ne denebilir? Evrenin net elektrik yüküne sahip olmaması olgusu, bize hemen her bir artı yüklü proton için tam olarak eksi yüklü bir elektronun var olduğunu söyler. Şimdiki evrende çekirdek parçacıklarının %87 kadarı protondur; dolayısıyla elektronların sayısı çekirdek parçacıklarının toplam sayısına yakındır. şimdiki evrende lepton olarak sadece elektronlar olsaydı, hemen foton başına lepton sayısının kabaca foton başına baryon sayısı ile aynı olduğu sonucuna varırdık.

Ne var ki, elektron ve pozitrondan başka, sıfırdan farklı lepton sayısı taşıyan bir diğer cins kararlı parçacık vardır: Nötrino ve onun karşıparçacığı olan karşınötrino. Bunlar, foton gibi, elektrikçe yüksüz kütsüz parçacıklardır; fakat lepton sayıları sırasıyla +1 ve -1 dir. Dolayısıyla, şimdiki evrenin lepton sayısı yoğunluğunu saptamak için, nötrinoların ve karşınötrinoların sayıları hakkında birşeyler bilmemiz gerekir.

Ne yazık ki bu bilgiyi elde etmek olağanüstü zordur. Nötrino, aynı elektron gibi, proton ve nötronu çekirdek içinde tutan güçlü çekirdek kuvveti hissetmez. (Bazan “nötrino”, sözcüğünü hem nötrino hem de karşınötrino anlamında kullanacağım.) Ne var ki, elektrondan farklı olarak nötrino, elektrikçe yüksüz olduğundan, elektronları atom içerisinde tutan elektriksel ve manyetik kuvvetleri de hissetmez. As-

linda nötrinolar hiçbir cins kuvvete fazlaca tepki vermezler. Gerçi evrendeki herşey gibi kütle-çekim kuvvetine uğrarlar ve daha önce değinilen nötronun bozunumu gibi radyoaktif süreçlerden sorumlu zayıf kuvveti de hissederler; ama bu kuvvetler olağan madde ile ancak çok küçük bir etkileşme yaratırlar. Nötrinoların ne kadar zayıf olarak etkileştiklerini göstermek için sık sık verilen örnek şudur: Bir radyoaktif süreçte yaratılan herhangi bir nötrinoyu hatırı sayılır bir şansla durdurmak ya da saçılmaya uğratmak için, yolu üzerine birkaç ışık yılı kalınlığında kurşun blok koymamız gerekir! Güneş sürekli olarak, nötrino yayınlar; bunlar güneşin iç bölgelerindeki çekirdek tepkimelerinde protonların nötronlara dönüşmesiyle üretilirler; bu nötrinolar gün boyunca yukarıdan ve Güneş, Dünyamızın diğer tarafındayken gece boyunca aşağıdan üzerimize ışırlar, çünkü Dünya bunlara karşı tamamen geçirgendir. Nötrinolar, gözlenmelerinden çok önce, nötronun bozunumu gibi bir süreçte enerji dengesini hesaba katma aracı olarak Wolfgang Pauli tarafından varsayılmıştı. Gözlenmeleri ancak 1950'lerin sonlarında olanaklı hale geldi; çünkü ancak o yıllarda nükleer reaktörlerde ya da parçacık hızlandırıcılarında öylesine bol miktarda yaratılmaya başladılar ki, saptama araçları içinde birkaç yüz tanesi gerçekten durdurulabildi.

Etkileşmenin bu olağanüstü zayıflığı belirlendiğinde, varlıkları konusunda hiçbir ize rastlamadan etrafımızdaki evreni çok büyük sayıda nötrino ve karşınötrinin doldurabileceğini anlamak kolaydır. Nötrinoların ve karşınötrinoların sayısı hakkında bazı belli belirsiz üst sınırlar koymak olasıdır: Bu parçacıklar aşırı derecede çok olsalardı, o zaman bazı zayıf çekirdek bozunma süreçleri birazcık etkilenirlerdi ve ayrıca kozmik genişleme gözlenenden daha hızlı bir biçimde yavaşlardı. Ne var ki, bu üst sınırlar, fotonların sayısı kadar çok ve benzer enerjili nötrino ve /veya karşınötrinin var olması olasılığını ortadan kaldırmaz.

Bu uyarılara karşın, foton başına lepton sayısını (elektronların, müyonların ve nötrinoların sayıları eksi bunların

karşıparçacıklarının sayıları) küçük, birden çok küçük, varsaymak kozmologlar için olağandır. Bunun temelinde sadece bir benzetme vardır: Foton başına baryon sayısı küçüktür, öyleyse foton başına lepton sayısı da neden küçük olmasın? "Standart model"e giren varsayımların en az güvenilir olanlarından biri budur; fakat ne var ki, bu yanlış olsa bile, çıkaracağımız genel resim ancak ayrıntıda değişir.

Kuşkusuz, elektronlarla ilgili eşik sıcaklığın üzerinde çok sayıda lepton ve karşilepton vardı: Aşağı yukarı fotonlar kadar çok sayıda elektron ve pozitron. Ayrıca, bu koşullar altında evren öylesine sıcak ve yoğun ki, nötrinolar da ısısal dengeye ulaşmışlardı; dolayısıyla aşağı yukarı fotonlar kadar çok sayıda nötrino ve karşinötrino vardı. Standart modelde yapılan varsayım şudur: Lepton sayısı (leptonların ve karşileptonların sayılarının *farkı*), fotonların sayısından çok küçüktür ve başlangıçta da çok küçüktü. Daha önce değinildiği gibi, baryonların karşıbaryonlara göre birazcık fazla olması gibi, leptonlar da karşileptonlara göre birazcık fazla olmuş ve bu fazlalık bugüne kadar gelmiş olabilirdi. Ayrıca, nötrinolar ve karşinötrinolar öylesine zayıf olarak etkileşirler ki, bunların büyük bir çoğunluğu birbirlerini yok edememiş olabilir; bu durumda, şu anda hemen hemen fotonların sayısı kadar çok ve neredeyse eşit sayılarda nötrino ve karşinötrino varolabilir. Gelecek bölümde göreceğiz ki, durumun gerçekten de bu olduğuna inanılıyor; ama gelecekte, etrafımızda çok büyük sayıda nötrino ve karşinötrino gözlemlene konusunda en ufak bir şans bile görünmüyor.

Sonuç olarak, erken evrenin içeriği hakkındaki reçetemiz kısaca şudur: Foton başına sıfıra eşit bir yük, foton başına milyarda bire eşit bir baryon sayısı ve foton başına kesin olmayan, fakat küçük bir lepton sayısı alınız. Verilen herhangi bir andaki sıcaklığı, şimdiki 3 K'lık fon ışıınımı sıcaklığından, evrenin şimdiki çapının söz konusu andaki çapına oranı kadar, daha büyük olacak şekilde ayarlayınız. İyice karıştırınız; öyle ki çeşitli türden parçacıkların ayrıntılı dağılımları, ısısal denge koşullarıyla saptansın. Tüm bunları, bu or-

tamın yarattığı kütle-çekim alanı tarafından yönetilen bir genişleme hızı ile genişleyen bir evren içine koyunuz. Yeterince uzun bir bekleyişten sonra, bu karışım şimdiki evrenimize dönüşecektir.

# İlk Üç Dakika

Artık evrimin ilk üç dakika içerisindeki kozmik akışını izlemeğe hazırız. Olaylar önceleri, sonraya göre çok daha hızlı aktığı için, olağan bir filmdeki gibi, resimleri eşit zaman aralıklarına dizilmiş göstermek yararlı olmayabilir. Bunun yerine, filmimizin hızını, evrenin sıcaklığının düşmesine uyacak şekilde ayarlayacağız; her seferinde sıcaklık üç çarpanı kadar düştükçe kamerayı durdurup bir resim çekeceğiz.

Ne yazık ki, filmi sıfır zamanından ve sonsuz sıcaklıktan itibaren başlatamıyoruz. Evren, bir buçuk trilyon Kelvin derecelik ( $1,5 \times 10^{12}K$ ) bir eşik sıcaklığı üzerinde, pi mezonları diye bilinen ve bir çekirdek parçacığının yedide biri kadar ağırlığa sahip (Tablo 1'e bakınız) çok sayıda parçacık içeriyordu. Elektron, pozitron, müyon ve nötrinolardan farklı olarak, pi mezonları birbirleriyle ve diğer çekirdek parçacıklarıyla çok kuvvetli etkileşirler; gerçekten, atom çekirdeklerini bir arada tutan çekici kuvvetin çoğundan, çekirdekteki parçacıklar arasında bu pi mezonlarının sürekli değiş-tokuşu sorumludur. Bu tür kuvvetli etkileşen çok sayıda parçacığın varlığı, aşırı yüksek sıcaklıklarda maddenin davranışını hesaplamayı büyük ölçüde zorlaştırır. Dolayısıyla bu zorlu matematiksel problemlerden kaçınmak için, bu bölümdeki öykümüze, başlangıçtan saniyenin yüzde biri kadar sonraki bir zamandan itibaren başlayacağım: O dönemde, sıcaklık yüz milyar Kelvin derecesine kadar düşmüştü; bu, pi mezonların, müyonların ve daha ağır tüm parçacıkların eşik sıcaklıklarının epeyce altındadır. Gerçek başlangıca daha fazla yaklaşıldığında, kuramsal fizikçilerin neler düşündükleri konusunda VI. Bölümde birkaç söz söyleyeceğim.

Bu koşullarda artık filmimize başlayalım.

**Birinci Film Karesi:** Evrenin sıcaklığı yüz milyar ( $10^{11}K$ ) derecedir. Evren, olabilecek en basit ve betimlemesi

en kolay durumdadır. Madde ve ışıınımdan oluşmuş ayrılmaz bir çorba gibidir; bu çorba içindeki her bir parçacık diğer parçacıklarla çok hızlı bir şekilde çarpışır. Böylece, hızla genişlemesine karşın, evren neredeyse tam bir ısısal denge durumundadır. Bu nedenle, evreni oluşturan parçacıklar, istatistik mekanikğin kurallarına uyarlar; ilk film karesinden önce neler olduğu onlar için hiç önemli değildir. Sadece sıcaklığın  $10^{11}$ K olduğunu ve korunumlu niceliklerin tümünün-yük, baryon sayısı, lepton sayısı-çok küçük ya da sıfır olduklarını bilmemiz yetecektir.

Bol miktarda bulunan parçacıklar, eşik sıcaklıkları  $10^{11}$ K'nin altında olanlardır; bunlar elektron ve pozitron ile kuşkusuz kütesiz parçacıklar, yani foton, nötrino ve karşı-nötrinodur (Yine Tablo 1'e bakınız). Evren öylesine yoğundur ki, kurşun bloklar içinde etkileşmeksizin yıllarca yol alabilen nötrinolar bile, elektronlar, pozitronlar ve fotonlarla ve birbiriyle hızlı çarpışmalar yapmakta ve böylece bunlarla ısısal dengede kalmaktadırlar. (Hatırlatayım; nötrinoları ve karşınötrinoları anlatmak için, bazan sadece "nötrinolar" deyimini kullanacağım).

Bir başka büyük basitleştirme şudur:  $10^{11}$ K'lik sıcaklık, elektron ve pozitronların eşik sıcaklığının çok üzerindedir. Buradan, fotonlar ve nötrinolar gibi, bu parçacıkların da ışıınının birçok farklı cinsi gibi davrandıkları ortaya çıkar. Bu çeşitli ışıınım cinslerinin enerji yoğunluğu nedir? Tablo 1'e göre, elektron ve pozitronlar birlikte, fotonların enerjisinin  $7/4$  katı kadar katkıda bulunurlar; nötrinolar ve karşınötrinolar da elektron ve pozitronlar kadar katkı yaparlar. Dolayısıyla toplam enerji yoğunluğu, bu sıcaklıktaki saf elektromanyetik ışıınının enerji yoğunluğundan

$$7/4 + 7/4 + 1 = 9/2$$

kere kadar daha büyüktür. Stefan-Boltzmann yasası (Bak. Bölüm III),  $10^{11}$  K'lik sıcaklıktaki elektromanyetik ışıınının enerji yoğunluğunu  $4,72 \times 10^{14}$  elektronvolt/litre olarak verir; buna göre evrenin bu sıcaklıktaki enerji yoğunluğu  $9/2$  kere daha büyüktür, yani  $21 \times 10^{14}$  elektronvolt/litredir. Bu ise,

litre başına 3,8 milyar kilogram, ya da normal yeryüzü koşullarındaki su yoğunluğunun 3,8 milyar katıdır. (Verilen bir enerjiyi verilen bir kütleye eşdeğer olarak ifade etmekle, kuşkusuz, kütle tamamiyle enerjiye dönüşseydi, Einstein'ın  $E = mc^2$  bağıntısına göre bu kadar enerji salınacağını anlatmak istiyorum.) Everest Tepesi bu yoğunlukta maddeden yapılmış olsaydı, kütleli çekimi dünyayı mahvederdi.

Birinci film karesindeki evren, hızla genişlemekte ve soğumaktadır. Genişleme hızının düzenlenişi şu koşullarda olur: Evrenin her bir parçası, her keyfi merkezden tam olarak kaçma hızıyla uzaklaşır. Birinci film karesindeki aşırı büyük yoğunlukta kaçma hızı buna uygun olarak çok yüksektir - evrenin karakteristik genişleme zamanı 0,02 saniye kadardır. (Bak. Matematiksel Not 3) Evrenin boyutunun yüzde bir kadar arttığı "zaman aralığı"nın 100 katı, kabaca "karakteristik genişleme zamanı" olarak tanımlanabilir. Daha kesin söylemek gerekirse, her dönemdeki karakteristik genişleme zamanı, o dönemdeki Hubble "sabit" nin tersidir. Bölüm II'de belirtildiği gibi, evrenin yaşı, daima karakteristik genişleme zamanından daha küçüktür; çünkü kütleli çekim sürekli olarak genişlemeyi yavaşlatır.)

Evren birinci film karesi döneminde çok az sayıda çekirdek parçacığına sahiptir: Yaklaşık olarak her bir milyar fotona ya da elektrona ya da nötrinoya karşılık bir proton ya da nötron. Erken evrende oluşan kimyasal elementlerin bolluklarını öngörmek için, proton ve nötronların bağıl oranlarını da bilmek zorundayız. Nötron protondan daha ağırdır; aralarındaki kütle farkı, 1,293 milyon elektronvoltluk enerjiye eşdeğerdir. Ne var ki,  $10^{11}$  K'lık bir sıcaklıkta elektronların, pozitronların ve nötrinoların karakteristik enerjileri, bundan çok büyüktür; yani 10 milyon elektrovolt kadardır (Boltzmann sabiti çarpı sıcaklık). Böylece nötronların ya da protonların, çok fazla sayıdaki elektronlar, pozitronlar ve nötrinolarla çarpışmaları, hızlı bir şekilde protonların nötronlara ve nötronların protonlara dönüşmelerine yol açacaktır. En önemli tepkimeler şunlardır:

Karşınötrino + proton  $\rightarrow$  pozitron + nötron  
(ve tersi)

Nötrino + nötron  $\rightarrow$  elektron + proton  
( ve tersi)

Foton başına net lepton sayısının ve net yükün çok küçük olmaları varsayımı altında, ne kadar nötrino varsa neredeyse tam olarak o kadar karşınötrino ve ne kadar elektron varsa tam o kadar pozitron vardır; buna göre protondan nötrona geçişlerin hızı, tam olarak nötrondan protona geçişlerin hızı kadardır. (Burada nötronun radyoaktif bozunumu gözardı edilir; çünkü bu 15 dakika kadar sürer; oysa biz şimdi saniyenin yüzde biri kadarlık bir zaman ölçeğinde çalışıyoruz.) Dolayısıyla denge, birinci film karesinde proton ve nötron sayılarının eşit olmasını gerektirir. Bu çekirdek parçacıkları henüz çekirdekleri oluşturmak üzere “bağlanmamışlardır”; tipik bir çekirdeği tamamiyle parçalamak için gerekli enerji, çekirdek parçacığı başına sadece altı ile sekiz milyon elektrovolt kadardır; bu ise  $10^{11}$  K'deki karakteristik ısısal enerjilerden daha küçüktür; dolayısıyla karmaşık çekirdekler oluştukları hızla parçalanırlar.

Çok erken zamanlarda evrenin ne kadar geniş olduğunu sormak doğaldır. Ne yazık ki, bunu bilmiyoruz ve üstelik bu sorunun bir anlamı olup olmadığından da emin değiliz. Bölüm II'de belirtildiği gibi, evren şu anda sonsuz da olabilir; bu durumda birinci film karesi zamanında da sonsuzdu ve hep sonsuz olacaktır. Diğer taraftan, evren şu anda, bazen 125 milyar ışık yılı kadar olduğu tahmin edilen, sonlu bir çevreye sahiptir. (Çevre, bir kimsenin düz bir çizgi boyunca giderek, başladığı noktaya geri varıncaya dek katettiği uzaklıktır. Üstteki tahmin, Hubble sabitinin şimdiki değerine ve evrenin yoğunluğunun “kritik” değerinin iki katı kadar olduğu varsayımına dayanır.) Evrenin sıcaklığı boyutunun tersiyle orantılı olarak düştüğüne göre, evrenin birinci film karesi

zamanındaki çevresi, şimdiki çevresinden o zamanki sıcaklığın ( $10^{11}$  K) şimdiki sıcaklığa (3 K) oranı kadar daha küçüktü. Bu oran, birinci film karesindeki çevreyi 4 ışık yılı olarak belirler. İlk birkaç dakika içindeki kozmik evrim tarihinin hiçbir ayrıntısı, evrenin çevresinin sonsuz mu yoksa sadece birkaç ışık yılı mı olduğuna bağlı olmayacaktır.

**İkinci Film Karesi:** Evrenin sıcaklığı 30 milyar Kelvin derecesidir ( $3 \times 10^{10}$  K). Birinci film karesinden beri 0,11 saniye geçmiştir. Nitel olarak hiçbir şey değişmemiştir: Evrenin içeriğine hâlâ elektronlar, pozitronlar, nötrinolar, karşınötrinolar ve fotonlar egemendir; tümü ısısal dengede ve tümü eşik sıcaklıklarının üzerindedir. Bu nedenle enerji yoğunluğu, basitçe sıcaklığın dördüncü kuvveti gibi düşerek, olağan suyun durgun kütlesinin içerdiği enerji yoğunluğunun 30 milyon katına inmiştir. Genişleme hızı sıcaklığın karesi gibi düşmüştür; öyle ki evrenin karakteristik genişleme zamanı uzayıp şimdi neredeyse 0,2 saniye olmuştur. Az sayıdaki çekirdek parçacıkları hâlâ çekirdekleri oluşturmak üzere “bağlanmamışlardır”; fakat sıcaklığın düşmesiyle artık ağırca olan nötronların biraz hafif olan protonlara dönüşmesi ters tepkimeyle karşılaştırıldığında oldukça kolaydır. Sonuçta çekirdek parçacıklarının dengesi, yüzde 38 nötron ve yüzde 62 proton şeklinde bir kayma göstermiştir.

**Üçüncü Film Karesi:** Evrenin sıcaklığı 10 milyar Kelvin derecesidir ( $10^{10}$  K). Birinci kareden beri 1,09 saniye geçmiştir. Bu sıralarda azalan yoğunluk ve sıcaklık nötrinoların ve karşınötrinoların ortalama özgür zamanını o kadar büyümüştür ki, artık onlar elektronlar, pozitronlar ya da fotonlarla ısısal dengede olmayıp, özgür parçacıklar gibi davranmaya başlamışlardır. Şu andan itibaren tarihimizde etkin bir rolleri kalmayacaktır; sadece enerjileri, evrenin kütleçekim alanı kaynağının bir parçasını sağlamayı sürdürecektir. Nötrinolar ısısal dengeden çıkınca değişen çok şey olmaz ( Bu “çiftlenimin kesilişi”nden önce, tipik nötrino dalgaboyları sıcaklıkla ters orantılıydı; sıcaklık ise evrenin boyutuyla ters orantılı olarak düştüğüne göre, nötrino dalgaboyları ev-

renin boyutuyla orantılı olarak büyüyordu. Nötrino çiftleniminin (kuplajının) kesilişinden sonra, nötrinolar özgür şekilde genişleyecekler; fakat genel kırmızıya kayma nedeniyle, nötrinoların dalgaboyları gene evrenin boyutuyla orantılı olarak uzayacaktır. Bu, nötrino çiftleniminin kesilme anını doğru olarak saptamanın çok da önemli olmadığını gösterir; iyi ki öyledir; çünkü bu saptama nötrino etkileşimleri kuramının ayrıntılarına dayanır ki, bu sorun henüz tam anlamıyla çözülmemiştir.)

Toplam enerji yoğunluğu, bir önceki film karesindeki değerinden sıcaklıkların oranının dördüncü kuvveti kadar daha azdır; böylece bu, suyunkinin 380 000 katına eşdeğer bir kütle yoğunluğu demektir. Evrenin karakteristik genişleme zamanı buna uygun olarak iki saniyeye yükselmiştir. Artık sıcaklık, elektron ve pozitronların eşik sıcaklığının sadece iki katıdır; böylece elektron- pozitron çiftleri, ışıınımdan tekrar yaratılma hızından daha çabuk bir şekilde yok olmaya tam başlama aşamasındadırlar.

Evren hâlâ nötronların ve protonların atom çekirdeklerini oluşturmak üzere bağlanmalarına meydan vermeyecek kadar çok sıcaktır. Azalan sıcaklık nedeniyle, proton-nötron dengesinden yüzde 24 nötron ve yüzde 76 proton olmak üzere bir kayma olmuştur.

**Dördüncü Film Karesi:** Şimdi evrenin sıcaklığı 3 milyar Kelvin derecesidir ( $3 \times 10^9 K$ ) . İlk kareden beri 13,82 saniye geçmiştir. Artık elektron ve pozitronların eşik sıcaklığının altındayız; dolayısıyla evrenin çoğunlukta olan yapı-taşları konumundaki elektron ve pozitronlar hızla yok olmaya başlamışlardır. Onların yok olmasıyla salınan enerji, evrenin soğuma hızını yavaşlatmıştır; öyle ki bu yeni katılan fazlalık ısıdan hiç pay almayan nötrinolar, elektron, pozitron ve fotonlardan artık yüzde 8 kadar daha soğuktur. Bundan böyle, evrenin sıcaklığı dediğimizde, fotonların sıcaklığını kastetmiş olacağız. Elektronlar ve pozitronlar hızla yok olurken, evrenin enerji yoğunluğu, basitçe sıcaklığın dördüncü kuvvetiyle düşmesi halinde alabileceği değerinden bir parça

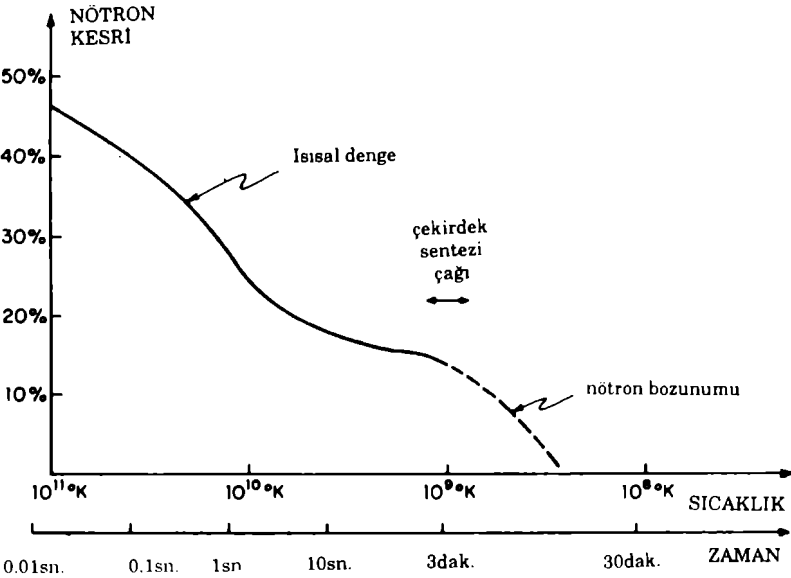
daha azdır. Evren, artık helyum ( $\text{He}^4$ ) gibi çeşitli kararlı çekirdeklerin oluşmasına yetecek kadar soğuktur; fakat bu hemen gerçekleşmez. Çünkü evren öylesine hızla genişlemektedir ki, çekirdekler ancak bir dizi hızlı iki-parçacık tepkimeleri sonunda oluşabilirler. Örneğin, bir proton ve bir nötron birleşip bir ağır hidrojen yani döteryum çekirdeği oluşabilir. Fazla gelen enerji ve momentum bir foton tarafından götürülür. Daha sonra bu döteryum bir proton ya da nötronla çarpışıp ya iki proton bir nötrondan oluşan bir helyum-üç çekirdeği ( $\text{He}^3$ ) ya da bir proton ve iki nötrondan oluşan hidrojenin en ağır izotopu trityum'u ( $\text{H}^3$ ) meydana getirir. En sonunda, helyum -üç bir nötronla ve trityum bir protonla çarpışabilir ve her iki halde de iki proton ve iki nötrondan oluşan bir olağan helyum ( $\text{He}^4$ ) çekirdeği meydana gelir. Fakat bu tepkimeler zincirinin meydana gelmesi için, ilk basamak olan döteryumun üretiminden başlamak gerekir.

Olağan helyum çok sıkı bağlı bir çekirdektir; dolayısıyla, dediğim gibi, gerçekten de üçüncü-karenin sıcaklığında birarada durabilir. Ne var ki, trityum ve helyum-üç çok daha az sıkı bağlıdır; özellikle döteryum iyice gevşek bağlıdır. (Helyum çekirdeğinden bir tek çekirdek parçacığı çıkarmak için gereken enerjinin sadece dokuzda biri kadarıyla bir döteryum çekirdeğini parçalamak olasıdır.)  $10^{10}$  Kelvinlik üçüncü-kare sıcaklığında döteryum çekirdekleri oluşur oluşmaz hemen parçalanırlar; böylece daha ağır çekirdeklerin üretilmeleri için hiçbir şans yoktur. Nötronlar, öncekinden çok daha yavaş olmakla birlikte, hâlâ protonlara dönüşmektedirler; şimdi denge yüzde 17 nötron ve yüzde 83 protondur.

**Beşinci Film Karesi:** Evrenin sıcaklığı şimdi 1 milyar Kelvindir ( $10^9$  K), Güneş'in merkezinden sadece 70 kez daha sıcak.... Birinci kareden beri üç dakika ve iki saniye geçmiştir. Elektron ve pozitronların çoğu yok olmuştur; artık evrenin ana yapı-taşları fotonlar, nötrinolar ve karşınötrinolardır. Elektron-pozitron yok olması sırasında salınan enerji fotonlara nötrinolarınkinden yüzde 35 daha yüksek bir sıcaklık vermiştir.

Evren şimdi, olağan helyum çekirdeklerini olduğu kadar, trityumu ve helyum-üç'ü de birarada tutmaya yetecek kadar soğuktur; fakat "döteryum darboğazı" hâlâ iş başındadır: Döteryum çekirdekleri, sezilir sayıda ağırca çekirdeğin oluşmasına izin verecek kadar uzun süre bağlı kalamazlar. Nötron ve protonların, elektronlar, nötrinolar ve bunların karşıparçacıklarıyla çarpışmaları büyük ölçüde azalmıştır; öte yandan serbest nötronun bozunumu önemli olmaya başlamıştır; her 100 saniyede kalan nötronların yüzde 10'u protonlara bozunacaktır. Nötron-proton dengesi, şimdi yüzde 14 nötrona karşılık yüzde 86 protondur.

**Biraz Sonra:** Beşinci kareden kısa bir zaman sonra, çarpıcı bir olay olur: Sıcaklık, döteryum çekirdeklerinin artık parçalanmadığı bir noktaya düşer. Bir kez döteryum darboğazı geçilince, ağırca çekirdekler, dördüncü-karede anlatılmış olan iki-parçacık tepkimeleri zinciriyle çok hızlı bir şekilde oluşuverirler. Ne var ki, helyumdan daha ağır çekirdekler sezilir sayıda oluşamazlar; çünkü bu kez de şu darboğazlar söz konusudur: Beş ya da sekiz çekirdek parçacıklı kararlı çekirdekler yoktur. Böylece sıcaklık döteryumun oluşabileceği noktaya gelir gelmez, kalan nötronların hemen hemen tümünden derhal helyum çekirdekleri oluşur. Bunun meydana geldiği kesin sıcaklık, bir ölçüde foton başına düşen çekirdek parçacığı sayısına bağlıdır; çünkü yüksek parçacık yoğunluğu, çekirdek oluşumunu bir parça kolaylaştırabilir. ( Bu nedenle bu anı kesin olarak belirtmeyip, beşinci kareden "biraz sonra" diye tanımladım.) Çekirdek parçacığı başına 1 milyar foton için, çekirdek birleşimi (nükleosentez) 900 milyon Kelvinlik ( $0,9 \times 10^9 K$ ) bir sıcaklıkta başlayacaktır. İlk kareden bu ana kadar 3 dakika 46 saniye geçmiştir. (Bu kitabı doğru olmayan bir biçimde *İlk Üç Dakika* olarak adlandırdığım için okuyucu beni affetsin. Ama bu ad, *İlk Üç ve Üç-Çeyrek Dakika*'dan daha hoş geliyor kulağa.) Çekirdek birleşiminin başlamasından hemen önce, nötron bozunumu, nötron-proton dengesini yüzde 13 nötron ve yüzde 87 proton durumuna kaydırmıştı. Çekirdek birleşiminden sonra, helyumun ağırlık olarak kesri, tam olarak helyum



**Şekil 9. Nötron -Proton Dengesinin Kayması:** Nötronların tüm çekirdek parçacıkları içindeki kesri, hem sıcaklığın hem de zamanın fonksiyonu olarak görülmektedir. Eğrinin "ısısal denge" işaretli kısmı, yoğunlukların ve sıcaklığın öylesine yüksek olduğu bir zaman aralığını betimler ki, o aralıkta ısısal denge tüm parçacıklar arasında sürdürülür; burada nötron kesri, istatistik mekanik kuralları kullanılarak nötron-proton kütle farkından hesaplanabilir. Eğrinin "nötron bozunumu" işaretli kısmı, özgür nötronun radyoaktif bozunumu dışında, tüm nötron-proton dönüşüm süreçlerinin durduğu zaman aralığını betimler. Eğrinin aradaki kısmı ise, zayıf-etkileşme geçiş hızlarının ayrıntılı hesaplanmalarına bağlıdır. Eğrinin kesikli çizgi kısmında, herhangi bir şekilde çekirdeklerin oluşumu engellenirse, ne olabileceği görülüyor. Gerçekten de, "çekirdek birleşimi çağı" yazılı okla gösterilen zaman aralığı içindeki bir anda, nötronlar hızla helyum çekirdekleri halinde toplanırlar ve nötron-proton oranı, o anda sahip olunan değerde donar kalır. Kozmolojik olarak üretilen helyum çekirdeklerinin (ağırlık bakımından) kesrini tahmin etmek için de bu eğri kullanılabilir. Bu kesir, sıcaklığın ya da çekirdek birleşimi zamanının verilen her değeri için, o andaki nötron kesrinin tam olarak iki katıdır.

haline bağlanan tüm çekirdek parçacıklarının kesrine eşittir; bunların yarısı nötrondur ve esas olarak tüm nötronlar helyum haline bağlanmıştır. Dolayısıyla helyumun ağırlıkça kesri, çekirdek parçacıkları arasındaki nötronların kesrinin iki

katı, yani yüzde 26 kadardır. Çekirdek parçacıklarının yoğunluğu birazcık yüksekse, çekirdek bileşimi birazcık erken başlar. (Yani çok miktarda nötron bozunmadan). Böylece biraz daha fazlaca helyum üretilir; fakat bu olasılıkla ağırlıkça yüzde 28'den de fazla değil. ( Şekil 9'a bakınız)

Artık hedeflediğimiz zamana ulaştık ve hâttâ aştık bile; ama nelerin meydana geldiğini daha iyi görmek için, sıcaklıkta bir düşme daha gerçekleştirelim ve evrene son kez bir göz atalım.

**Altıncı Film Karesi:** Evrenin sıcaklığı şimdi 300 milyon Kelvindir ( $3 \times 10^8$  K). İlk kareden beri 34 dakika 40 saniye geçmiştir. Elektronlar ve pozitronlar birbirlerini tümenden yok etmişler, ancak protonların yükünü dengelemek için gerekli çok az bir elektron fazlalığı (milyarda bir) kalmıştır. Bu yok olmada salınan enerji, fotonlara, nötrinoların sıcaklığından yüzde 40,1 daha yüksek kalıcı bir sıcaklık vermiştir. (Bak. Matematiksel Not 6) Evrenin enerji yoğunluğu, şimdi suyunun yüzde 9,9'una eşit bir kütle yoğunluğuna eşdeğerdir; bunun yüzde 31'i nötrino ve karşinötrino biçiminde ve yüzde 69'u ise foton biçimindedir. Bu enerji yoğunluğu, evrene 1 saat 15 dakikalık bir karakteristik genişleme zamanı verir. Çekirdek süreçleri durmuştur: Çekirdek parçacıkları artık çoğunlukla helyum çekirdekleri halinde bağlıdırlar, ya da özgür proton (hidrojen çekirdeği) halindedirler; helyum ağırlıkça yüzde 22 ile 28 arasındadır. Her özgür ya da bağlı protona karşılık bir elektron vardır; fakat evren hâlâ o kadar çok sıcaktır ki henüz kararlı atomlar oluşmamaktadır.

Evren genişlemeye ve soğumaya devam edecek, fakat 700 000 yıl içinde hiçbir şey olmayacaktır. Bu süre sonunda sıcaklık, elektronlarla çekirdeklerin kararlı atomları oluşturabilecekleri bir değere düşecektir. Özgür elektronların eksilmesiyle birlikte, evrenin içeriği ışıınma geçirgen hale gelecek; ve madde ile ışıınım arasındaki çiftlenimin kesilmesi, maddenin gökadalara ve yıldızları oluşturmaya başlamasına izin verecektir. Bir başka 10 milyar yıl geçtikten sonra, yaşayan varlıklar bu öyküyü yeniden kurmaya başlayacaklardır!

Erken evren hakkındaki bu öykünün, gözleme karşı derhal sınayabileceğimiz bir sonucu vardır: İlk üç dakikadan artı kalan ve özgün olarak yıldızları oluşturmaya gereken maddenin yüzde 22-28 kadarı helyum ve gerisinin hemen hemen tümü hidrojen olmalıydı. Görmüş olduğumuz gibi, bu sonuç foton bölü çekirdek parçacığı oranının aşırı derecede büyük olması varsayımına bağlıdır; bu varsayım ise, şu andaki kozmik mikrodalga arkaalan ışınlamının ölçülen 3 K'lık sıcaklığına dayanır. Penzias ve Wilson'un mikrodalga arkaalan ışınlamını bulmalarından kısa bir süre sonra, ölçülen ışınlam sıcaklığını kullanarak ilk kozmolojik helyum üretimi hesabı, 1965'de Princeton'da P.J.E. Peebles tarafından yapıldı. Neredeyse aynı sıralarda, bağımsız olarak Robert Wagoner, William Fowler ve Fred Hoyle tarafından özenle yapılan bir başka hesaplamada benzer bir sonuç bulundu. Bu sonuç, standart model için olağanüstü bir başarıydı; çünkü o sıralarda Güneş ve diğer yıldızların yaşamlarına başlamaları için yüzde 20-30 helyum ve geri kalan içeriğin hidrojen olması şeklinde bağımsız tahminler zaten vardı!

Kuşkusuz dünya üzerinde aşırı derecede az helyum vardır. Bunun nedeni, helyum atomları öylesine hafif ve kimyasal olarak öylesine etkisizdirler ki, onların çoğu çağlar önce dünyadan "kaçmıştır". Evrenin iyice başlangıcındaki helyum bolluğu tahminleri, gözlenen yıldız özelliklerinin istatistiksel çözümlemeleri ile yıldız evriminin ayrıntılı hesaplarının karşılaştırılmasına *artı* sıcak yıldızlardaki ve yıldızlararası maddedeki helyum çizgilerinin doğrudan gözlemine dayanır. Gerçekten adından da anlaşılacağı gibi, helyum ilk kez bir element olarak\*, 1868'de J. Norman Lockyer tarafından Güneş atmosferinin spektrumu incelenirken saptanmıştı.

1960'ların başlarında birkaç gökbilimci tarafından, gökadamızdaki helyum bolluğunun yüksek olması yanında, yerden yere elementlerin bolluğu kadar bir değişkenlik göstermediği de farkedildi. Ağır elementlerin yıldızlarda üretildi-

\* Helyum elementinin adı, gökyüzünde savaş arabasıyla dolanan Güneş Tanrısı Helios'tan gelmektedir (Çev).

ği, fakat helyumun yıldızlar oluşmaya başlamadan çok önce, daha erken evren çağında, meydana geldiği düşünüldüğünde, değişme ile ilgili bu durumun beklenen birşey olduğu ortaya çıkacaktır. Çekirdek bolluklarının tahminlerinde hâlâ çok fazla belirsizlikler vardır; gene de başlangıçta yüzde 20 ile 30 kadarlık helyum bolluğunun varlığı konusundaki kanıt, standart model taraftarlarını yüreklendirmeye yetecek kadar kuvvetlidir.

İlk üç dakikanın sonunda üretilen büyük miktardaki helyuma ek olarak, olağan helyum çekirdeklerinin oluşmasına katılmaktan kurtulmuş çok az miktarda da daha hafif çekirdekler, yani döteryum ( bir fazla nötronlu hidrojen) ve hafif helyum izotopu ( $\text{He}^3$ ) vardı. (Bunların bollukları ilk kez Wagoner, Fowler ve Hoyle'nin 1967 makalesinde hesaplanmıştı.) Helyum bolluğunun tersine, döteryum bolluğu, çekirdek birleşimi zamanındaki çekirdek parçacıklarının yoğunluğuna çok duyarlıdır: Daha yüksek yoğunluklar için, çekirdek tepkimeleri daha hızlı olur; böylece hemen hemen tüm döteryum helyuma döner. Sayısal olsun diye, foton bölü çekirdek parçacığı oranının üç olası değeri için, erken evrende üretilen döteryumun Wagoner tarafından hesaplanmış ( ağırlıkça) bollukları şöyledir:

| Çekirdek parçacığı başına foton sayısı | Döteryum bolluğu (Milyonda bir olarak) |
|----------------------------------------|----------------------------------------|
| 100 milyon                             | 0,00008                                |
| 1 milyar                               | 16                                     |
| 10 milyar                              | 600                                    |

Şurası açıktır ki, yıldız oluşumu başlamadan önce varolan ilkel döteryum bolluğunu saptayabilsek, foton bölü çekirdek parçacığı oranını da kesin olarak belirlemiş oluruz; 3K'lık şimdiki ışıınım sıcaklığı bilgimizle de evrenin çekirdek kütle yoğunluğu için kesin bir değer saptayabilir ve evrenin açık ya da kapalı olduğuna karar verebiliriz.

Ne yazık ki, gerçek bir ilkel döteryum bolluğu saptamak her zaman için çok zor olmuştur. Dünyamızda sudaki döteryumun ağırlıkça bolluğu için klâsik değer milyonda 150 kadardır. (Termonükleer tepkimeler uygun şekilde kontrol edilebilirse, reaktörlerde yakıt olarak kullanabilecek döteryum işte budur.) Ne var ki, bu yanlı bir sayıdır; döteryum atomlarının hidrojen atomlarından iki kez daha ağır olması gerçeği, döteryumların ağır su (HDO) molekülleri içine bağlanmalarına daha fazla imkan sağlar; dolayısıyla hidrojenden daha az oranda döteryum yerin çekim alanından kurtulmuş olmalıdır. Diğer taraftan, spektroskopik gözlemler Güneş'in yüzeyinde çok düşük bir döteryum bolluğu gösterir: Milyonda dörtten daha az. Bu da yanlı bir sayıdır: Çünkü Güneş'in dış bölgelerindeki döteryum, hidrojenle kaynaşıp helyumun  $\text{He}^3$  hafif iztopunu oluşturarak büyük ölçüde yok edilmiş olabilir.

Kozmik döteryum bolluğu hakkındaki bilğimiz, 1973'de yapay Dünya uydusu *Copernicus*'tan alınan morötesi gözlemleriyle çok daha sağlam bir temele oturtulmuştur. Hidrojen atomları gibi, döteryum atomları da belirli kesikli dalga boylarındaki morötesi ışığı soğurarak, en düşük enerji durumundan daha yüksek bir enerji durumuna geçiş yapabilir. Bu dalgaboyları birazcık da atom çekirdeğinin kütlesine bağlıdır. Dolayısıyla bir yıldızın ışığı yıldızlararası hidrojen ve döteryum karışımı içinden geçip bize gelirken, spektrumunun morötesi kısmında birçok karanlık soğurma çizgisi görünecek ve her bir çizgi, kütle farkı nedeniyle biri hidrojenden diğeri ise döteryumdan olmak üzere, iki bileşene ayrılmış olacaktır. Her soğurma çizgisindeki bileşen çiftinin bağlı koyuluğu, bize, yıldızlararası bulut içindeki hidrojen ve döteryumun bağlı bolluğunu verecektir. Ne yazık ki, Dünya atmosferi, yeryüzünden morötesi astronomi yapmanın her türlüşünü çok güçleştirmektedir. *Copernicus* uydusu, sıcak bir yıldız olan  $\beta$  Centaurus'un spektrumundaki soğurma çizgilerini incelemede kullanılmak üzere, bir morötesi spektrometre taşıyordu; çizgi çiftlerinin bağlı şiddetlerin-

den, bizimle  $\beta$  Centaurus arasındaki yıldızlararası ortamın (ağırlıkça) milyonda 20 oranında döteryum içerdiği bulundu. Diğer sıcak yıldızların spektrumlarındaki morötesi soğurma çizgileri üzerinde yapılan daha yeni gözlemlerde de benzer sonuçlar elde edilmiştir.

Eğer bu milyonda 20'lik döteryum gerçekten erken evren döneminde yaratılmışsa, bu durumda o dönem içinde (ve şimdi) çekirdek parçacığı başına tam 1,1 milyar kadar foton varolmalıydı (biraz önce verilen tabloya bakınız). Şu andaki 3K'lik kozmik ışıınım sıcaklığında, litrede 550000 foton vardır; buna göre şu anda milyon litrede 500 kadar çekirdek parçacığı bulunmalıdır: Bu, kapalı bir evren için gerekli olan minimum yoğunluktan oldukça azdır. Bölüm II 'de gördüğümüz gibi, bu minimum yoğunluk milyon litrede 3000 çekirdek parçacığı kadardır. Bu durumda evrenin açık olduğu sonucuna varılır; yani gökadalara kaçma hızından daha hızlı hareket etmektedirler ve evren sonsuza dek genişleyecektir. Eğer yıldızlararası ortamın bir kısmı yıldızlarda işlenmişse (ki bu, Güneş'te olduğu gibi, döteryumun yok olmasına yol açar), o zaman kozmolojik olarak üretilen döteryum bolluğu, *Copernicus* uydusunca bulunmuş olan milyonda 20 oranından da büyük olmalıydı; dolayısıyla çekirdek parçacığı yoğunluğu milyon litrede 500 parçacıktan bile daha az olmalıdır; bu, açık ve sonsuza dek genişleyen bir evrende yaşadığımız sonucunu daha da güçlendirir.

Kişisel olarak bu doğrultudaki tezi inandırıcılıktan epeyce uzak bulduğumu söylemeliyim. Döteryum helyum gibi değildir, onun bolluğu, görece yoğun kapalı bir evren için beklenenden daha yüksek görünse bile, döteryum gene de mutlak anlamda aşırı derecede azdır. Bu kadarcık döteryumun "son sıralardaki" astrofiziksel olaylarda-örneğin süpernovalarda, kozmik ışınlarda ve belki de yıldızimsı cisimlerde-üretilmiş olduğunu düşünebiliriz. Bu durum helyum için söz konusu değildir; çünkü yüzde 20-30'luk helyum bolluğu son zamanlarda yaratılmış olsaydı, bu süre içinde gözleyebileceğimiz çok büyük miktarlarda ışıınım yayınlanması gerekirdi. Di-

ğer az bulunur hafif elementlerden olan lityum, berilyum ve boronu kabul edilemez miktarda yaratmaksızın, *Copernicus* tarafından bulunmuş olan milyonda 20'lik döteryumu bilinen herhangi bir astrofiziksel yolla üretmek mümkün olmazdı denmektedir. Ne var ki, bu denli az döteryumun henüz kimsenin düşünmediği kozmoloji dışı bir yolla yaratılmadığından nasıl emin olacağız, onu anlayamıyorum.

Erken evrenin hep etrafımızda olmakla birlikte henüz gözlenmesi olanaksız gibi olan bir başka kalıntısı daha vardır. Üçüncü film karesinde, kozmik sıcaklık 10 milyar Kelvin dercesine düştüğünden beri, nötrinoların özgür parçacıklar gibi davrandıklarını gördük. Bu zaman süresince, nötrino dalgaboyları sadece evrenin boyutuyla orantılı olarak genişledi; bunun sonucunda nötrinoların sayısı ve enerji yoğunluğu, evrenin boyutuyla ters orantılı şekilde düşen bir sıcaklıkla ısısal denge halindeyken olabilecek değerlerle aynı kaldı. Fotonlar nötrinolardan çok daha uzun süre ısısal dengede kalmış olsalar bile, bu durum söz konusu zaman süresince fotonların başına gelen durumla hemen hemen aynıydı. Dolayısıyla kabaca şu andaki nötrino sıcaklığı, şu anki foton sıcaklığıyla aynı olmalıdır. Buna göre, evrende her bir çekirdek parçacığı başına 1 milyar tane nötrino ve karşı-nötrino varolmalıdır.

Bu konuda daha da kesin olunabilir. Evren nötrinolara geçirgen hale geldikten hemen sonra, elektronlar ve pozitronlar birbirini yok etmeye başladı; böylece nötrinolar değil de fotonlar ısındı. Sonuç olarak, şu andaki nötrino sıcaklığı şu andaki foton sıcaklığından biraz daha az olmalıdır. Nötrino sıcaklığının foton sıcaklığından  $4/11$ 'in küpkökü gibi bir çarpan kadar, yani yüzde 71,38 daha küçük olduğunu hesaplamak oldukça kolaydır; öyleyse nötrinolar ve karşı-nötrinolar fotonların evrene kattığı enerjinin yüzde 45,42'si kadar katkı yaparlar. (Bak. Matematiksel Not 6). Daha önce kozmik genişleme zamanlarını her verişimde, açıkça söylememekle birlikte, bu fazlalık nötrino enerji yoğunluğunu hesaba katmıştım.

Erken evrenin standart modelinin en heyecanlı olası doğrulanması bu nötrino arkaalanının algılanması olabilir. Sıcaklık üzerine sağlam bir öngörümüz var: Bu sıcaklık, foton sıcaklığının yüzde 71,38'i, ya da neredeyse tam 2 K kadardır. Nötrinoların sayısı ve enerji dağılımında tek gerçek kuramsal belirsizlik, lepton sayısı yoğunluğunun varsaydığımız kadar küçük olup olmadığıdır. (Hatırlarsanız, lepton sayısı, nötrinolarla diğer leptonların sayısı *eksi* karşınötrinolarla diğer karşıleptonların sayısıydı.) Eğer lepton sayısı yoğunluğu baryon sayısı yoğunluğu kadar küçükse, bu durumda nötrinoların ve karşınötrinoların sayıları, milyarda bir farkla, birbirlerine eşit olmalıdır. Diğer taraftan, lepton sayısı yoğunluğufoton sayısı yoğunluğuyla benzer büyüklükse, o zaman bir "bozulma" söz konusudur; yani nötrinoların (ya da karşınötrinoların) hissedilir bir fazlalığı ve karşınötrinoların (ya da nötrinoların) bir eksikliği vardır. Böyle bir bozulma, ilk üç dakika içinde nötron-proton dengesinin kaymasına yol açabilir ve böylece kozmolojik olarak yaratılan helyum ve döteryum miktarlarını değiştirebilir. 2 K'lık kozmik nötrino ve karşınötrino arkaalanının gözlenmesi, evrenin büyük bir lepton sayısına sahip olup olmadığı sorusuna çözüm getirebilir; fakat çok daha önemlisi, erken evrenin standart modelinin doğruluğunu kanıtlayabilmesidir.

Ne yazık ki, nötrinolar olağan maddeyle öylesine zayıf olarak etkileşirler ki, hiç kimse 2 K'lık kozmik nötrino arkaalanını gözlemek için bir yöntem bulmayı başaramadı. Bu, gerçekten hayal kırıklığı yaratan bir sorundur: Her çekirdek parçacığına karşılık 1 milyar kadar nötrino ve karşınötrino var; fakat henüz kimse bunların nasıl saptanacaklarını bilmiyor! Kimbilir, belki de günün birinde bunu başaracak biri çıkar.

İlk üç dakikanın bu öyküsünü izlerken, okuyucu, aşırı bir bilimsel güven kokusu algılamış olabilir. Belki de haklıdır. Ne var ki, her zaman açık fikirli olmanın bilimsel gelişmeye bir katkı sağlayacağına inanmıyorum. Sizi nereye götürürse götürsün, çoğu kez, birinin kuşkularını unutmak ve birinin

varsayımlarının sonuçlarını izlemek gereklidir: Esas olan, kuramsal önyargılardan arınmış olmak değil, doğru kuramsal önyargılara sahip olmaktır. Ve daima her önyargı, nerede sonuca götürüyorsa, orada sınanır. Erken evrenin standart modeli bazı başarılar kaydetti ve geleceğin deneysel programları için tutarlı bir kuramsal çerçeve veriyor. Bu onun doğru olduğu anlamına gelmez; ama ciddiye alınmayı hak ettiğini gösterir.

Gene de, standart model üzerinde karanlık bir bulut gibi asılı duran büyük bir belirsizlik *vardır*. Bu bölümde belirlenen tüm hesaplamaların altında Kozmoloji İlkesi yatar; bu ilke, evrenin homojen (birörnek) ve eşyönlü olduğunu varsayar. ( “Homojen” demekle, evrenin genel genişlemesiyle birlikte taşınan her gözlemciye, gözlemci nerede olursa olsun, evrenin aynı görüldüğünü söylemek isteriz; “eşyönlü” demekle ise, böyle bir gözlemciye evrenin tüm yönlerden aynı görüneceğini ifade ederiz.) Doğrudan gözlemden biliyoruz ki, kozmik arkaalan ışıınımı bizim etrafımızda son derece eşyönlüdür; bundan, sıcaklık 3000 K dolayında iken, ışıınım ile maddenin dengeden ayrıldığı andan beri, evrenin son derece eşyönlü ve homojen olduğu sonucunu çıkarıyoruz. Ne var ki, daha önceki zamanlar için Kozmoloji İlkesinin geçerli olup olmadığı konusunda hiçbir kanıtımız yok.

Bir olasılığa göre, evren başlangıçta hiç de homojen ve eşyönlü değildi; fakat daha sonra, genişleyen evrenin kısımlarının birbirlerine uyguladıkları sürtünme kuvvetleri tarafından düzgünleşti. Bu tür bir model özellikle Maryland Üniversitesi’nden Charles Misner tarafından savunulmuştur. Evrenin sürtünme ile homojen ve eşyönlü duruma geçmesi sırasında üretilen ısının, şimdiki foton-bölü çekirdek parçacığı oranının milyarda-bir gibi büyük bir sayı olmasından sorumlu tutulması bile olasıdır. Ne var ki, bildiğim kadarıyla, evrenin neden böyle bir özel başlangıç homojensizliğine ve eşyönsüzlüğüne sahip olması gerektiğini hiç kimse söyleyemiyor. Aynı şekilde evrenin düzgünleşmesiyle üretilen ısının da nasıl hesaplanacağını kimse bilmiyor.

Kanımca bu tür belirsizliklere uygun yanıt, (kimi gökbilimcilerin hoşlanacağı gibi) standart modeli bir kenara atmak değil, tersine onu çok ciddiye almak ve sonuçlarını baştan sona incelemektir. (Yalnız gözlem ile çeliştiğini ortaya çıkarma umuduyla bile olsa). Başlangıçta varolabilecek büyük bir eşyönsüzlüğün ve homojensizliğin bu bölümde anlatılan öyküyü çok etkileyip etkilemeyeceği bile açık değildir. Olabilir ki evren daha ilk birkaç saniyede düzgünleşmiştir; bu durumda kozmolojik helyum ve döteryum üretimi, sanki Kozmoloji İlkesi daima geçerliymiş gibi hesaplanabilir. Evrenin eşyönsüzlüğü ve homojensizliği helyum sentezi döneminden sonra da sürse bile, düzgün biçimde genişleyen her topakta helyum ve döteryum üretimi, sadece bu toprak içindeki genişleme hızına bağlı olur ve standart modelde hesaplanan üretimden çok farklı olmayabilir. Çekirdek sentezi zamanına kadar gerilere baktığımızda görebildiğimiz tüm evren, homojen ve eşyönlü olmayan daha geniş bir evren içinde homojen ve eşyönlü bir toprak bile olabilir.

Kozmoloji İlkesini saran belirsizlik, ancak evrenin geriye doğru iyice başlangıcına ya da ileriye doğru iyice sonuna baktığımız zaman gerçekten önemli hale gelir. Son iki bölümün çoğu yerinde, bu ilkeye olan güveni sürdüreceğim. Ne var ki, her zaman açıkça itiraf etmeliyiz ki, bizim basit kozmoloji modellerimiz, evrenin sadece küçük bir kısmını ya da evren tarihinin sınırlı bir parçasını betimleyebilirler.

## Tarihsel Bir Sapma

Bir an için erken evrenin tarihinden ayrılalım ve kozmoloji araştırmalarının son otuz yıllık tarihine bakalım. Burada özellikle hem şaşırtıcı hem de büyüleyici bulduğum tarihsel bir problemi ele almak istiyorum. 1965’de kozmik mikrodalga arkaalan ışıınının algılanması, 20. yüzyılın en önemli bilimsel keşiflerinden biri olmuştur. Bu keşif, neden bir rastlantı sonucu ortaya çıkmıştır? Ya da başka türlü sorsak, bu ışıının için 1965’den önceki yıllarda neden sistemli bir arama yoktu?

Önceki bölümde gördüğümüz gibi, arkaalan ışıının sıcaklığının ölçülen bugünkü değeri ve evrenin kütle yoğunluğu, hafif elementlerin kozmik bolluklarını tahmin etmemize izin verir; bu tahminlerin yapılan gözlemlerle uyum içinde oldukları görülmektedir. 1965’den çok önceleri, bu hesap geriye doğru yürütülebilir, bir kozmik mikrodalga arkaalanı öngörülebilir ve onun aranmasına başlanabilirdi. Yüzde 20-30 helyum ve yüzde 70-80 hidrojen olarak gözlenen bugünkü kozmik bolluklardan, çekirdek parçacıklarının nötron kesri yüzde 10-15’e düştüğü zaman çekirdek sentezinin başlamış olması gerektiği sonucunu çıkarmak mümkün olabilirdi. (Bugünkü helyum bolluğunun, çekirdek sentezi zamanındaki nötron kesrinin ağırlıkça tam iki katı olduğunu hatırlayınız.) Nötron kesrinin bu değerine, evren 1 milyar Kelvin derecede ( $10^9\text{K}$ ) iken ulaşmıştı. Bu an içerisinde çekirdek sentezinin başlamış olması koşulu,  $10^9\text{K}$ ’lık sıcaklıkta çekirdek parçacıkları yoğunluğu üzerine kaba bir tahmin yapılmasına izin verirdi; öte yandan bu sıcaklıktaki foton yoğunluğu, karacisim ışıınının bilinen özelliklerinden hesaplanabilirdi. Böylece fotonların ve çekirdek parçacıklarının sayılarının o andaki oranı da bilinebilirdi. Bu oran değişmediğinden; dolayısıyla bu oranın şu andaki değeri de aynı

doğrulukla bilinebilirdi. Çekirdek parçacıklarına ait bugünkü yoğunluk gözlemlerinden de şimdiki foton yoğunluğu öngörülebilir ve böylece sıcaklığı kabaca 1 K ile 10 K arasında bulunan bir kozmik mikrodalga arkaalan ışıınının var olduğu sonucuna ulaşılabilirdi. Bilim tarihi, evrenin tarihi gibi böylesine basit ve dolaysız olsaydı, birisi çıkıp 1940 ya da 1950'lerde bu doğrultuda bir öngörü yapabilirdi ve bu öngörü radyo astronomlarını arkaalan ışıınınını aramak için harekete geçirirdi. Ancak olaylar böyle gelişmedi.

Aslına bakarsanız, bu doğrultuda bir öngörü 1948'de yapılmıştı. Fakat bu, o zaman ya da daha sonra bu ışıınınını aramaya yol açmadı. 1940'ların sonlarında "büyük patlama" denen kozmoloji kuramı George Gamow ile meslektaşları Ralph A. Alphen ve Robert Herman tarafından inceden inceye araştırılıyordu. Onlar, evrenin sırf nötronlarla başladığını ve sonra da nötronların şu ünlü radyoaktif bozunma süreci ile ( ki bu süreçte 1 nötron, kendiliğinden 1 proton, 1 elektron ve bir karşınötrinoya dönüşür.) protonlara çevrilmeye başladığını varsaymışlardır. Genişlemenin belli bir zamanında, evren, hızlı bir dizi nötron yakalanması ile nötron ve protonlardan ağır elementlerin oluşmasını sağlayacak kadar soğumuş olacaktı. Alpher ve Herman, hafif elementlerin şimdi gözlenen bolluklarını açıklamak için, fotonların çekirdek parçacıklarına oranını 1 milyar basamağında almak gerektiğini bulmuşlardı. Böylece çekirdek parçacıklarının bugünkü kozmik yoğunluk tahminlerini kullanarak, erken evrenden arta kalan ve şimdiki sıcaklığı 5 K olan bir arkaalan ışıınınının varlığını öngörebilmişlerdi!

Alpher, Herman ve Gamow'un özgün hesaplamaları tüm ayrıntılarda doğru değildi. Önceki bölümde gördüğümüz gibi, evren saf nötronlarla değil de büyük olasılıkla eşit sayıda nötron ve protonla başlamıştı. Üstelik, nötronların protonlara çevrilmesi (ve tersi), nötronların radyoaktif bozunması aracılığı ile değil de, esas olarak elektron, pozitron, nötrino ve karşınötrinolarla çarpışmalar aracılığı ile olmuştur. 1950'de C. Hayashi tarafından bu noktalara dikkat çekildi ve 1953'e gel-

meden Alpher ve Herman (oğul J.W Follin, ile birlikte) modellerini düzelttiler ve nötron-proton dengesinin kayması ile ilgili özünde doğru bir hesap yaptılar. Bu gerçekten, evrenin erken tarihi ile ilgili tamamen çağdaş ilk inceleme idi.

Yine de, 1948 ya da 1953'te hiç kimse öngörülen bu mikrodalga ışıınımını aramaya kalkışmadı. Gerçekten de, 1965'ten önceki yıllarda astro- fizikçiler, hidrojen ve helyumun bolluklarına bakarak, "büyük patlama" modellerinin bugünkü evrende gerçekten gözlenebilecek bir kozmik arkaalan ışıınımının varlığını gerektirdiğini genelde bilmiyorlardı. Burada şaşırtıcı olan şey, astrofizikçilerin genel olarak Alpher ve Herman'ın öngörüsünden haberdar olmamaları değildir; o büyük bilimsel yazın okyanusunda bir ya da iki makale her zaman için gözden kaçabilir. Çok daha şaşırtıcı olan 10 yılı aşan süre boyunca başka hiç kimsenin aynı düşünce çizgisini benimsememiş olmasıdır. Tüm kuramsal malzeme eldeydi. Bir "büyük patlama" modeli çerçevesinde çekirdek sentezi hesaplamaları, her biri bağımsız çalışmak üzere, Rusya'da Ya B.Zeldovich , İngiltere'de Hoyle ve R.J.Tayler ve Amerika Birleşik Devletleri'nde Peoples tarafından ancak 1964'te yeniden başlatılmıştı. Ne var ki , bu sıralarda Penzias ve Wilson Holmdel'deki gözlemlerine başlamışlardı bile. Böylece mikrodalga arkaalanının keşfi, kozmoloji kuramcılarının teşvikleri olmaksızın gerçekleşti.

Alpher - Herman öngörüsünden haberi olanların da bu çalışmaya pek önem verir görünmemeleri ayrıca şaşırtıcıdır. Alpher, Folli ve Herman'ın kendileri 1953 yılındaki makalelerinde çekirdek sentezi problemini "gelecek çalışmalara" bırakmışlardı; geliştirilmiş kendi modellerini temel alarak mikrodalga arkaalan ışıınımının beklenen sıcaklığını yeniden hesaplama durumunda değildiler.(Daha önceki öngörülerinde bekledikleri 5 K'lik arkaalan ışıınımına da değinmemişlerdi. Amerikan Fizik Derneği'nin 1953 yılındaki toplantısında bazı çekirdek sentezi hesaplarını sunmuşlardı, fakat üçü de oradan farklı laboratuvarlara ayrılmışlar ve bu çalışma hiçbir zaman son biçimiyle kaleme alınmamıştı.) Yıllar

sonra, Gamow, mikrodalga arkaalan ışıının keşfedilmesinin ardından Penzias'a yazdığı bir mektupta, 1953 yılında *Proceedings of Royal Danish Academy* dergisinde yayınlanan bir makalesine işaret etmiş ve orada 7 K sıcaklıklı, yani kabaca doğru büyüklük basamağında bir arkaalan ışıını öngördüğüne değinmişti. Ne var ki, bu makaleye şöyle bir göz atıldığında görülür ki, Gamow'un öngörüsü, kendi kozmik çekirdek sentezi kuramına değil, evrenin yaşı ile ilgili matematiksel bakımdan yanlış bir kanıta dayandırılmıştı.

1950'lerde ve 1960'ların başlarında hafif elementlerin bollukları, arkaalan ışıının sıcaklığı hakkında belirli sonuçlar çıkarmaya yetecek kadar iyi bilinmiyordu denebilir. Doğrudur; şimdi bile yüzde 20-30 aralığında evrensel bir helyum bolluğunun varlığından pek de emin değiliz; Gene de önemli olan nokta şudur: 1960'dan çok önceleri, evren maddesinin çoğunluğunun hidrojen biçiminde olduğuna inanılıyordu. (Örneğin Hans Suess ve Harod Urey tarafından hazırlanan 1956 yılındaki bir inceleme raporunda, ağırlıkça yüzde 75' lik bir hidrojen bolluğu verilmişti.) Hidrojen yıldızlarda üretilmez: Hidrojen, yıldızların daha ağır elementler oluşturarak kendi enerjilerini tırettikleri ilkel bir yakıttır. Yalnızca bu bile, erken evrende tüm hidrojenin "pişerek" helyum ve ağır elementlere dönüşmesini önlemek için büyük bir foton-bölü-çekirdek parçacığı oranına gereksinim duyulduğunu söylemeye yeter.

Şu sorulabilir: Gerçekte 3 K'lık eşyönlü arkaalan ışıını gözlemek teknik olarak ne zaman olası hale geldi? Bu konuda kesin birşey söylemek zordur; fakat deneyci meslektaşlarım bana, bu gözlem 1965'den çok önce, bir olasılıkla 1950'lerin ortalarında ve belki de 1940'ların ortalarında yapılabiliirdi dediler. 1946'da M.I.T. Işınım laboratuvarında Robert Dicke başkanlığında bir ekip, yerküresi dışı, eşyönlü bir arkaalan ışıını üzerine bir üst sınır koymayı başardı: 1,00, 1,25 ve 1,50 santimetre dalgaboylarında eşdeğer sıcaklık 20 K'den daha düşüktü. Bu ölçüm, atmosferik soğurma çalışmalarının bir yan ürünüydü ve kesinlikle bir gözlemsel kozmoloji programının parçası değildi. (Aslında, Dicke'nin

bana dediğine bakılırsa, olası bir kozmik mikrodalga arkaalan ışınlamına ilgi duymaya başladığı sıralarda, neredeyse yirmi yıl önce, arkaalan sıcaklığı üzerine koyduğu 20 K'lık üst sınırı unutmuştu!)

3K'lık eşyönlü mikrodalga arkaalan ışınlamının keşfinin ne zaman olası duruma geldiğini tam olarak saptamak tarihsel açıdan bana pek önemliymiş gibi görünmüyor. Önemli olan nokta, radyo astronomların bunu denemeleri gerektiğini bilmedikleridir. Tersine bir olay olduğu için, nötrinonun tarihini ele alalım. Nötrino ilk kez 1932'de varsayıldığı zaman, o günkü hiçbir deneyde onu gözleme şansının olmadığı apaçıktı. Ne var ki, nötrinoların saptanması fizikçilerin kafalarında ısrarlı bir hedef olarak kaldı ve 1950'lerde nükleer reaktörler bu tür amaçlar için kullanılır hale gelince, nötrinolar arandı ve bulundu. Karşıproton ele alındığında bu zıtlık daha da çarpıcıdır. 1932'de kozmik ışınlarda pozitron keşfedildikten sonra, kuramcılar genelde, elektron gibi protonun da bir karşıparçacıya sahip olması gerektiğini umuyorlardı. 1930'larda varolan ilk siklotronlarla karşıprotonları yaratma şansı yoktu; fakat fizikçiler problemten haberli kaldılar ve 1950'lerde özellikle karşıprotonları üretebilecek enerjiye sahip bir hızlandırıcı (Berkeley'de Bevatron ) kuruldu. Kozmik mikrodalga arkaalan ışınlamı durumunda ise, Dicke ve arkadaşları 1964'de onu saptamaya kalkışınca kadar, bu tür birşey olmadı. O zaman bile, Gamow, Alpher ve Herman'ın on yıl önceki çalışmasından Princeton grubu hâlâ haberdar değildi.

O zaman kötü giden neydi? 3 K'lık mikrodalga arkaalan ışınlamı için arama yapmanın önemi 1950'lerde ve 1960'ların başında niçin anlaşılamadı? Bu konuda, en azından üç ilginç nedenin izini sürmek olasıdır.

*Birinci olarak*, Gamov, Alpher, Herman ve Follin ve diğerlerinin daha kapsamlı bir "evren yaratılış kuramı" (kozmogoni) çerçevesinde çalıştıkları bilinmelidir. Onların "büyük patlama" kuramında, erken evrende nötronların birbirlerine hızla eklenmesi süreciyle sadece helyumun değil, tüm karmaşık çekirdeklerin oluşturulacağı varsayılmakta idi. Ne var ki, bu

kuram kimi ağır elementlerin niçin var olduklarını izah etme konusunda sıkıntıya düştü!. Daha önce değindiğimiz gibi, beş ya da sekiz çekirdek parçacığına sahip kararlı çekirdekler yoktur; dolayısıyla helyum çekirdeklerine ( $\text{He}^4$ ) nötronları ekleyerek, veya bir çift helyum çekirdeğini kaynaştırarak helyumdan daha ağır çekirdekler kurmak olası değildir. ( Bu engeli, ilk kez Enrico Fermi ve Anthony Turkevich tarafından dikkat çekilmişti.) Bu güçlük ortadayken, kuramcıların bu teoride yapılan helyum üretimi hesaplarını neden ciddiye almak istemediklerini anlamak kolaydır.

Elementlerin yıldızlarda oluştuğunu söyleyen öbür kuramda gelişmeler oldukça, element senteziyle ilgili kozmoloji kuramı geriledi. E.E. Salpeter, beş ya da sekiz çekirdek parçacıklı çekirdeklerin yokluğunun oluşturduğu boşlukların helyumca zengin yoğun yıldız öteklerinde giderilebileceğini gösterdi: İki helyum çekirdeğinin çarpışması kararsız bir berilyum çekirdeği ( $\text{Be}^8$ ) doğurur ve bu, yüksek yoğunluk koşullarında, berilyum çekirdeği bozunmadan önce bir başka helyum çekirdeğine çarpıp kararlı bir karbon çekirdeği ( $\text{C}^{12}$ ) meydana getirir. ( Kozmolojik çekirdek sentezi zamanında evrenin yoğunluğu, bu sürecin olmasına meydan verecek değerden çok çok azdı). Geoffery ve Margaret Burbidge, Fowler ve Hoyle tarafından 1957'de yazılan ünlü makalede, ağır elementlerin yıldızlarda, özellikle süpernovalar gibi yıldız patlamalarda yoğun nötron akıntısının olduğu dönemlerde oluşabilecekleri gösterildi. Fakat 1950'lerden önce bile, astrofizikçiler arasında, hidrojen dışındaki tüm elementlerin yıldızlarda üretildiğine inanma yolunda güçlü bir eğilim vardı. Hoyle'nin bana dediğine göre, bunda, astronomların yıldızlarda üretilen enerjinin kaynağını anlamak için bu yüzyılın başlarında gösterdikleri çabanın etkisi oldu. Hans Bethe ve başkaları 1940'larda, yıldız enerjisinin üretiminde kilit sürecin, dört hidrojen çekirdeğinin bir helyum çekirdeğine kaynaşması olduğunu açıklığa kavuşturdular; bu tanımlama, 1940 ve 1950'lerde yıldız evriminin anlaşılmasında hızlı bir ilerlemeye yol açtı. Hoyle'un dediği gibi, tüm bu ba-

şarılardan sonra, nice astrofizikçiye, elementlerin oluştuğu yerlerin yıldızlar olduğundan kuşku duymak bir çeşit huy-suzluk gibi göründü.

Fakat çekirdek sentezinin yıldızlı kuramı da kendi problemlerine sahipti. Yıldızların yüzde 25-30 kadarlık bir helyum bolluğu gibi bir şeyi nasıl oluşturabileceklerini anlamak zordur. Gerçekten de, bu kaynaşmada salınan enerji, yıldızların tüm ömürleri boyunca yayacakları enerjiden çok büyüktür. Kozmolojik kuram, bu enerjiden çok güzel bir şekilde kurtulur; onu basitçe genel kırmızıya kaymada kaybeder. 1964'de Hoyle ve R.J. Tayler, evrenin bugünkü büyük helyum bolluğunun olağan yıldızlarda üretilmiş olamayacağı uyarısında bulundular ve "büyük patlama"nın ilk evrelerinde üretilmiş olabilecek helyum miktarını hesaplayarak ağırlıkça yüzde 36'lık bir bolluk elde ettiler. Tuhaftır ki, çekirdek sentezi zamanını 5 milyar Kelvin derecelik neredeyse keyfi bir sıcaklıktaki zaman olarak kararlaştırdılar; oysa ki bu varsayım, o zaman için bilinmeyen bir parametrenin seçilmiş değerine, yani foton bölü çekirdek parçacığı oranına bağlıdır. *Gözlenmiş* helyum bolluğundan bu oranı kestirmek için kendi hesaplarını kullansalardı, kabaca doğru büyüklükte sıcaklığa sahip bugünkü mikrodalga arkaalan ışınımını öngörebilirlerdi. Yine de, kararlı-durum kuramının yaratıcılarından biri olan Hoyle'un, bu düşünce çizgisini izlemesi ve "büyük patlama" modeli gibi birşeylere kanıt bulduğunu itiraf etmek istiyor olması çarpıcıdır.

Bugün çekirdek sentezinin *hem* kozmolojik olarak *hem* de yıldızlarda meydana geldiğine genelde inanılıyor; helyum ve belki de birkaç hafif çekirdek erken evrende sentezlenmişti; bunun dışında her şeyden yıldızlar sorumludur. Çekirdek sentezinin "büyük patlama" kuramı, gereğinden fazlasını yapmaya çalışmakla, bir helyum sentezi kuramı olarak gerçekten hakettiği akla yatkınlığını yitirmişti.

*İkinci neden*, kuramcılarla deneyciler arasındaki iletişimin koptuğu klâsik bir örnekti. Kuramcıların çoğu 3 K'lık eşyönlü arkaalan ışınımının algılanabileceğini asla düşünmediler. 23

Haziran 1967'de Peebles'e yazdığı bir mektupta Gamow, ne kendisinin ne'de Alpher ve Herman'ın "büyük patlama" dan arta kalan ışıınının saptanması olasılığını düşünmediklerini anlatıyordu; çünkü kozmoloji üzerine çalıştıkları zamanda radyo astronomi hâlâ çocukluk çağındaydı. (Ne var ki, Alpher ve Herman'ın bana dediğine göre, gerçekte kozmik arkaalan ışıınınını gözlemleme olasılığını Johns Hopkins Üniversitesi, Deniz Araştırma Laboratuvarı ve Ulusal Standartlar Bürosu'ndan radar uzmanlarıyla incelemişlerdi; fakat 5 ya da 10K'lık arkaalan ışıınını sıcaklığı o zamanki yöntemlerle algılanamayacak kadar düşüktü). Öte yandan, kimi Sovyet astrofizikçilerinin mikrodalga arkaalanını gözlenebileceğini anlamış oldukları, fakat Amerikan teknik dergilerinde kullanılan üslup ile baştan çıkarıldıkları sanılıyor. Ya.B. Zeldovich 1964'deki bir tarama makalesinde, kozmik helyum bolluğunun doğru hesabını bugünkü ışıının sıcaklığının iki olası değeri için gerçekleştirmiş ve çekirdek parçacığı başına foton sayısının (ya da çekirdek parçacığı başına entropinin) zamanla değişmemesi nedeniyle, helyum bolluğu ve ışıının sıcaklığının ilişkili olduğunu doğru bir şekilde vurgulamıştı. Ne var ki, *Bell System Technical Journal* 'da E.A. Ohm'un 1961 yılındaki makalesinde "gök sıcaklığı" terimini kullanması onu şaşırtmış gibi görünüyor; çünkü ışıının sıcaklığının 1 K' den daha düşük olarak ölçüldüğü sonucuna varmış. (Ohm tarafından kullanılan anten, Penzias ve Wilson'un mikrodalga arkaalanını keşfetmek için kullandığı 610 cm'lik boynuz yansıtıcının kendisi idi!.) Bu kozmik helyum bolluğunun oldukça düşük tahminleri Zeldovich'i, sıcak erken evren düşüncesinden geçici olarak vazgeçmeye yöneltti.

Kuşkusuz, deneycilerden kuramcılara bilgi akışının kötü olduğu zamanlarda, kuramcılardan deneycilere olan bilgi akışı da kötüydü. Penzias ve Wilson 1964'de antenlerini sınamaya kalkıştıklarında, Alpher-Herman öngörüsünü hiç duymamışlardı.

**Üçüncü neden** sanırım en önemlidir; "büyük patlama" kuramı 3 K'lık mikrodalga arkaalanını aramaya yol açmadı;

çünkü fizikçiler için *herhangi* bir erken evren kuramını ciddiye almak aşırı güçtü. (Burada kısmen 1965'den önceki kendi tutumuma ilişkin anılardan söz edeceğim). Yukarıda değinilen güçlüklerin her biri küçük bir çaba ile aşılabılırdi. Ne var ki, ilk üç dakika zamanca bizden öylesine uzak, sıcaklık ve yoğunluk koşulları bize öylesine yabancı ki, istatistik mekanikle ve çekirdek fiziği ile ilgili olağan kuramlarımızı ilk üç dakika için uygularken kendimizi oldukça rahatsız hissediyoruz.

Fizikte çoğu kez durum böyledir: Yanlışımız, kuramlarımızı aşırı derecede ciddiye almak değil, onları yeterince ciddiye almamaktır. Masamızda oynadığımız şu sayıların ve denklemlerin gerçek dünya ile birtakım ilişkiler içinde olduğunu düşünmek her zaman zordur. Daha da kötüsü, kimi olayların saygın kuramsal ve deneysel çabalara tam uygun konular olmadığı üzerine genel bir kanı da vardır. Gamow, Alpher ve Herman, erken evreni ciddiye almaya ve bilinen fizik yasalarının ilk üç dakika hakkında ne söyleyeceklerini ortaya çıkarmaya istekli oldukları için çok büyük bir saygıyı hak etmişlerdir. Gene de bir mikrodalga arkaalan ışıınımı aramaları konusunda radyo astronomlarını inandırmak için son adımı atmadılar. 1965'de 3 K'lık arkaalan ışıınının keşfiyle başarılan en önemli şey, bizim tümümüzü, bir erken evrenin varlığı düşüncesini ciddi biçimde ele almaya zorlamak oldu.

Kaçırılan bu fırsat üzerinde durdum; çünkü bu bana bilim tarihinin çok aydınlatıcı bir yanı gibi görünüyor. Bilim tarihinin çok büyük bir bölümü; bilimin başarılarıyla, şans eseri keşiflerle, parlak tümden gelimlerle ya da bir Newton veya Einstein'ın büyük sihirli atılımlarıyla uğraşır, ki bu anlaşılabilir. Fakat bilimin ne kadar zor olduğunu, yanılırlara sürüklenmenin kolaylığını ve her zaman daha sonra ne yapılması gerektiğini bilmenin güçlüğü kavramaksızın, bilimin başarılarını gerçekten anlamamanın mümkün olacağını sanmıyorum.

## İlk Yüzde Bir Saniye

Bölüm V'deki ilk üç dakika üzerine olan öykümüz başlangıçtan yola çıkmamıştı. Bunun yerine filmin "ilk kare" si olarak, kozmik sıcaklığın 100 milyar Kelvin dereceye düştüğü ve bolca bulunan parçacıkların, yalnız fotonlar, elektronlar, nötrinolar ve bunlara karşı gelen karşıparçacıklar olduğu bir noktadan hareket etmiştik. Gerçekten de doğadaki parçacık türleri sadece bunlar olsaydı, belki de evrenin genişlemesini zaman içinde tersine ötelere ve gerçek bir başlangıcın, yani sonsuz sıcaklık ve yoğunluklu bir durumun varolmuş olması gerektiğini çıkarırdık; bu durum "ilk kare"mizden 0,0108 saniye önce meydana gelmişti.

Ne var ki, çağdaş fizikte bilinen başka birçok parçacık türü daha var: Müyonlar, pi mezonları, protonlar, nötronlar ve diğerleri... Geriye doğru, giderek daha erken zamanlara bakacak olsaydık, öylesine yüksek sıcaklık ve yoğunluklarla karşılaşırız ki, tüm bu parçacıklar büyük sayılar halinde ısısal dengede ve sürekli olarak karşılıklı etkileşir durumda bulunurlardı. Açıklayacağımı umduğum nedenlerden ötürü, temel parçacıklar fiziğini böyle bir karışımın özelliklerini hesaplamaya yetecek kadar iyi bilmiyoruz henüz. Dolayısıyla, mikroskopik fizikteki bilgisizliğimiz gerçek başlangıcı görmemizi gizleyen bir peçe olarak durmaktadır.

Doğal olarak, şeytan bizi bu peçenin arkasına gizlice bakmak için sürekli olarak uyarır. Benim gibi astrofizikten çok, temel parçacıklar fiziğinde çalışmış kuramcılar için, bu dürtü özellikle güçlüdür. Çağdaş parçacık fiziğindeki ilginç düşüncelerin çoğunun öylesine ince sonuçları vardır ki, bunları bugün laboratuvarlarda sınamak aşırı derecede zordur; fakat bu düşünceler doğru bir biçimde erken evrene uygulandığında sonuçları oldukça heyecan vericidir.

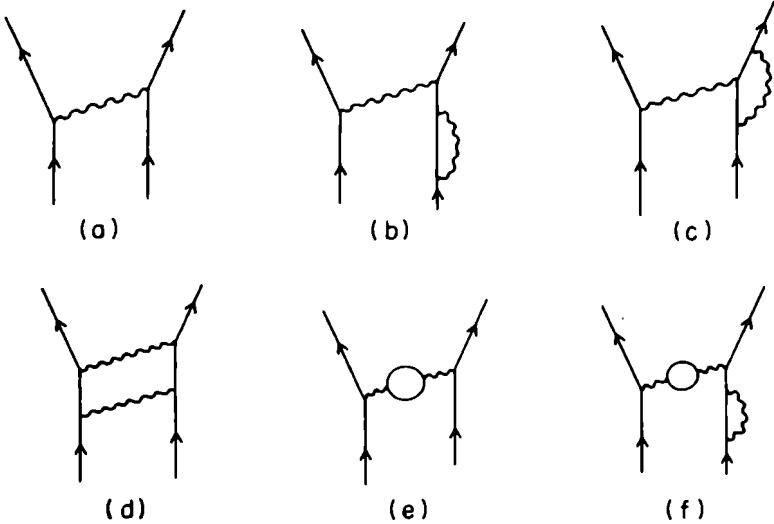
100 milyar derecenin üzerindeki sıcaklıklara döndüğümüzde karşımıza ilk çıkan sorun, temel parçacıkların “güçlü etkileşmeleri”dir. Güçlü etkileşmeler, nötronları ve protonları atom çekirdeğinde bir arada tutan kuvvetlerdir. Günlük yaşamda bu kuvvetlerle, elektromanyetik ve kütle-çekim kuvvetleriyle olduğumuz gibi haşır neşir değiliz; çünkü bu kuvvetlerin etki alanı aşırı derecede kısa, yani santimetrenin on milyon kere milyonda biri ( $10^{-13}$  cm) kadardır. Moleküllerde bile, çekirdekler birbirlerinden santimetrenin birkaç yüz milyonda biri ( $10^{-8}$  cm) kadar uzak olduklarından, farklı çekirdekler arasındaki güçlü etkileşmelerin hemen hiçbir etkisi yoktur. Ne var ki, adından da anlaşılacağı gibi, çekirdek içinde güçlü etkileşmeler çok kuvvetlidir. İki protonu birbirlerine yeterince yaklaştırdığımız zaman, aralarındaki güçlü etkileşme, elektriksel itmeden 100 kez daha büyük hale gelir; güçlü etkileşmelerin, atom çekirdeklerini neredeyse 100 protonun elektriksel itmesine karşı birarada tutabilmesinin nedeni budur! Hidrojen bombasının patlamasına nötron ve protonların yeniden düzenlenmeleri yol açar; bu, nötronların ve protonların güçlü etkileşmelerle çok daha sıkı biçimde bağlanmalarını sağlar, bombanın enerjisi, tam olarak bu yeni düzenlemede ortaya çıkan fazlalık enerjidir.

Güçlü etkileşmelerle matematiksel olarak uğraşmayı, elektromanyetik etkileşmelere oranla iyice zorlaştıran onların bu şiddetidir. Örneğin, aralarındaki elektromanyetik itme nedeniyle iki elektronun saçılma oranını \* hesaplarken, her biri fotonların ve elektron-pozitron çiftlerinin belirli bir sırada yayınlanmasına ve soğurulmasına karşı gelen ve şekil 10'dakiler gibi bir “Feynman diyagramı” ile simgeleştirilen sonsuz sayıda katkıyı eklemeliyiz. (Bu diyagramları kullanan hesaplama yöntemi, o zamanlar Cornell’de çalışan, Richard Feynman tarafından 1940’ların sonlarında bulundu. Doğrusunu söylemek gerekirse, bir saçılma süreci için

\* Saçılma oranı, belirli bir açılal konuma yerleştirilmiş sayacın birim yüzeyine birim zamanda saçılan parçacık sayısının gelen parçacık demetinin akısına “oranı” olarak tanımlanır. Fizikçiler buna “diferansiyel saçılma tesir kesiti” de derler (Çev).

oran, her diyagramdan bir katkı olmak üzere, tüm katkıların toplamının *karesi*'yle verilir.) Herhangi bir diyagrama bir fazla iç çizgi eklemek, yeni diyagramın katkısını, "ince yapı sabiti" denen ve doğanın bir temel sabiti olan bir sayıya kabaca eşit bir çarpan kadar azaltır. Bu sabit oldukça küçüktür, yani  $1/137,036$ 'dır. Dolayısıyla karmaşık diyagramlar küçük katkılar verirler; buna göre, saçılma sürecinin oranını, sadece birkaç basit diyagramdan gelen katkıları ekleyerek uygun bir yaklaşıklıkta hesaplayabiliriz. (Atom spektrumlarını neredeyse sınırsız kesinlikte öngörebileceğimize güvenimiz buradan geliyor.) Ne var ki, güçlü etkileşmeler için ince yapı sabiti rolünü oynayan sabit,  $1/137$ 'ye değil de, kabaca 1'e eşittir; dolayısıyla burada karmaşık diyagramlar basit diyagramlar kadar büyük katkılarda bulunurlar. Bu problem, yani güçlü etkileşmelerin yer aldığı süreçler için saçılma oranlarını hesaplama güçlüğü, yüzyılın son çeyreğinde temel parçacıklar fiziğindeki gelişmeye en büyük ve tek engeli oluşturmuştur.

Tüm süreçler güçlü etkileşme içermez. Güçlü etkileşmeler yalnız "hadronlar" dediğimiz parçacıklar sınıfını etkiler; bu sınıf, çekirdek parçacıkları ve pi mezonları ile K-mezonu, eta mezonu, lambda hiperonu, sigma hiperonu vb. denen diğer kararsız parçacıkları kapsar. Hadronlar genelde leptonlardan daha ağırdırlar ("lepton" adı, Yunanca "hafif" kelimesinden gelmektedir), ancak bunlar arasındaki asıl önemli ayırım şudur: Hadronlar güçlü etkileşme etkilerini duyarlar, oysaki leptonlar (yani nötrinolar, elektronlar ve müyonlar) bu etkileşmeleri duymazlar. Elektronların çekirdek kuvvetlerini hissetmeme olgusu son derecede önemlidir: Bu sayede, elektronun küçük kütlesiyle birlikte, bir atom ya da moleküldeki elektronların bulutu, atom çekirdeklerinden kabaca 100000 kez daha büyüktür ve ayrıca gene bu sayede atomları molekül içinde tutan kimyasal kuvvetler, proton ve nötronları çekirdekte birarada tutan kuvvetlerden milyonlarca kez daha zayıftır. Eğer atom ve moleküllerdeki elektronlar çekirdek kuvvetlerini duysalar-



**Şekil 10. Bazı Feynman Diyagramları:** Burada elektron- elektron saçılması süreci için basit Feynman diyagramlarından bazıları görülmüyor. Düz çizgiler elektronları ya da pozitronları gösterir, dalgalı çizgiler ise fotonları. Her diyagram, giren ve çıkan elektronların momentumlarına ve spinlerine bağlı belirli bir sayısal niceliği temsil eder; saçılma sürecinin oranı, tüm Feynman diyagramlarıyla ilgili bu niceliklerin toplamının karesidir. Bu toplama her bir diyagramın katkısı, foton çizgilerinin sayısı kadar  $1/137$  (ince yapı sabiti) nin çarpımı ile orantılıdır. (a) diyagramı bir tek fotonun değiş-tokuşunu temsil eder,  $1/137$  ile orantılı olup, başta gelen katkıdır. (b), (c), (d) ve (e) diyagramları, (a) diyagramına baskın ışımasal düzeltmeler getiren diyagram tiplerinin tümünü temsil ederler; tümü  $(1/137)^2$  basamağında katkı yaparlar. (f) diyagramı ise  $(1/137)^3$  ile orantılı daha da küçük bir katkı yapar.

dı, ne kimya var olurdu, ne kristalografi, ne de biyoloji; sadece çekirdek fiziği olurdu!

Bölüm V'e 100 milyar Kelvin derecesi ile başladık; bu sıcaklık, tüm hadronların eşik sıcaklığının altında olacak biçimde seçilmişti. (Tablo 1'e göre, en hafif hadron olan pi me-

zonu 1,6 trilyon Kelvin derece dolayında bir eşik sıcaklığına sahiptir.) Dolayısıyla, V. Bölümde anlatılan öykü boyunca büyük sayılar halinde varolan parçacıklar sadece leptonlar ve fotonlardı; bunların aralarındaki etkileşmeler de gönül rahatlığıyla önemsenmeyebilirdi.

Hadronlar ve karşıhadronlar büyük sayılar halinde varolduklarında, daha yüksek sıcaklıklarla nasıl uğraşırız? Bu sorunun hadronların doğasına ilişkin çok farklı iki düşünce okulunu yansıtan çok farklı iki yanıtı vardır.

Bir okula göre, “temel” hadron diye bir şey aslında yoktur. Her hadron bir diğeri kadar temeldir: Proton ve nötron gibi sadece kararlı ve neredeyse kararlı hadronlar değil; aynı şekilde fotoğraf filmlerinde ya da kabarcık odalarında ölçülebilen izler bırakacak kadar uzun yaşayayan pi mezonları, K-mezonları, eta mezonu ve hiperonlar gibi sadece orta derecede kararsız parçacıklar da değil; ışık hızına yakın bir hızla ancak bir atom çekirdeği boyutunu geçebilecek kadar kısa yaşayan rho mezonları gibi tamamıyla kararsız “parçacıklar” bile temeldirler. Bazan “çekirdek demokrasisi” olarak adlandırılan bu öğreti, 1950’lerin sonları ile 1960’ların başlarında özellikle Berkeley’den Geoffrey Chew tarafından geliştirildi.

“Hadron” un böylesine liberal bir tanımını ile, eşik sıcaklığı 100 trilyon Kelvin derecesinden daha az olan yüzlerce bilinen hadron vardır ve büyük olasılıkla yüzlercesi daha keşfedilecektir. Bazı kuramlarda sınırsız sayıda türler vardır: Giderek daha yüksek kütleleri araştırdıkça parçacık türlerinin sayısı da bununla orantılı bir biçimde hızla artacaktır. Böyle bir dünyadan anlam çıkarmaya çalışmak ümitsiz görünebilir; ancak parçacık spektrumunun karmaşıklığı, bir tür basitliğe yol açabilir. Örneğin, rho mezonu, iki pi mezonunun kararsız bir bileşiği olarak düşünülen bir hadrondur; hesaplarımıza açık olarak rho mezonu soktuğumuzda, zaten pi mezonları arasındaki güçlü etkileşmeyi bir dereceye kadar hesaba katıyoruz demektir. Bu nedenle belki de termodinamiksel hesaplamalarımıza *tüm* hadronları katarak, güçlü etkileşmelerin diğer *tüm* etkilerini bir yana bırakabiliriz.

Ayrıca, gerçekten sınırsız sayıda hadron türü varsa, o zaman verilen bir hacime giderek daha çok enerji koyduğumuzda, bu enerji, parçacıkların rastgele hızlarını arttırmaya gitmeyip, daha çok bu hacimde yer alan parçacık türlerinin sayısını arttırmaya gider. Bu durumda enerji yoğunluğu arttıkça sıcaklık, hadron türlerinin sayısının sabit olduğu durumdaki kadar hızlı artmaz. Gerçekten de, böyle kuramlarda bir *maksimum* sıcaklık varolabilir; bu, enerji yoğunluğunun sonsuza ulaştığı sıcaklığın değeridir. Nasıl ki mutlak sıfır bir alt sınır ise, bu da, sıcaklık için aşılmaz bir üst sınır olabilir. Hadron fiziğinde bir maksimum sıcaklık düşüncesi, özgün haliyle Cenevre'deki CERN laboratuvarlarından R. Hagedorn'a aittir; bu düşünce, M.I.T. den Kerson Huang ve ben dahil, başka kuramcılar tarafından daha da geliştirilmiştir. Bu maksimum sıcaklığın ne olabileceği hakkında oldukça kesin bir tahmin bile var: İnsanı şaşırtacak derecede düşük; iki trilyon Kelvin derecesi kadar ( $2 \times 10^{12}$  K).... Başlangıcın gitgide daha yakınına baktıkça, sıcaklık da bu maksimuma doğru gitgide büyür ve varolan hadron türlerinin çeşitliliği gitgide zenginleşir. Ne var ki, egzotik koşullar altında bile hâlâ bir başlangıç (yoğunluğun sonsuz olduğu bir zaman), kabaca V. Bölümdeki "ilk kare"den önce saniyenin yüzde biri gibi bir an varolabilir.

Bir başka düşünce okulu daha vardır; bu, çok daha geleneksel, "çekirdek demokrasisi" ne oranla olağan sezgiye çok daha yakın ve bana kalırsa gerçeğe de daha yakındır. Bu okula göre, tüm parçacıklar eşit değildir; kimileri gerçekten temeldir; kalanların tümü, bu temel parçacıkların sadece bileşikleridir. Temel parçacıkların foton ve tüm bilinen leptonları kapsadığı, *fakat bilinen hadronların hiç birini kapsamadığı* sanılıyor. Daha doğrusu, hadronların "kuark" olarak bilinen daha temel parçacıkların bileşikleri oldukları varsayılıyor.

Kuark kuramının özgün biçimi Kaliforniya Teknoloji Enstitüsü'nden Murray Gell- Mann ve (bağımsız olarak) George Zweig'a aittir. Farklı kuark türlerini adlandırmada kuramsal fizikçilerin şiirsel düş gücü çılgınlığın sınırlarına kadar

varmıştır. Kuarklar farklı türlere ya da “çeşniler”e ayrılırlar. Bunlara “yukarı”, “aşağı”, “acıp” ve “tılsımlı” gibi adlar verilir. Bundan başka, her bir kuark çeşnisinin üç ayrı “renk” lisi vardır; ABD’li kuramcılar genelde bunlara kırmızı, beyaz ve mavi derler. Pekin’de küçük bir kuramsal fizikçi grubu, uzun süre kuark kuramının bir başka biçimini yeğlediler; fakat kuark yerine “straton” deyimini kullandılar; çünkü bu parçacıklar olağan hadronlara göre gerçeğin daha derin bir katmanını temsil ederler.\*

Kuark düşüncesi doğruysa, o zaman erken evren öncesinin fiziği, düşünülenden daha basit olabilir. Bir çekirdek parçacığının içinde kuarkların uzaysal dağılımından, kuarklar arası kuvvetler hakkında birşeyler çıkarmak olasıdır; bu dağılım ise, yüksek enerjili elektron-çekirdek parçacığı çarpışmaları gözlemlerinden saptanabilir (eğer kuark modeli doğruysa). Bu yolla, birkaç yıl önce bir MIT-SLAC\*\* işbirliği tarafından, kuarklar birbirlerine iyice yakın iken kuarklar arası kuvvetin sıfıra indiği bulundu. Bu şunu akla getirir: Tıpkı birkaç bin derecede atomların elektronlarına ve çekirdeklerine, birkaç milyar derecede ise çekirdeklerin protonlarına ve nötronlarına ayrıldıkları gibi, birkaç trilyon Kelvin derecesi bir sıcaklıkta da hadronlar basitçe kendi kuark yapıtaşlarına ayrışabilirler. Bu tabloya göre, çok erken zamanlarda evren, tümü serbest parçacıklar olarak hareket eden fotonlar, leptonlar, karşıleptonlar, kuarklar ve karşıkuarklardan oluşmuş gibi düşünülebilir ve her parçacık türü sonuçta sadece bir başka cins kara-cisim ışıınımı sağlar. Şu halde, “ilk kare” den kabaca binde bir saniye önce bir başlangıcın, yani sonsuz yoğunluklu ve sonsuz sıcaklıklı bir durumun varolması gerektiğini hesaplamak kolaydır.

Sezgisel ağırlıklı bu düşünceler, son sıralarda çok daha sağlam bir matematiksel temele oturtuldu. 1973’de üç genç

\* “Straton” sözcüğü katman anlamına gelen “stratum” dan türetilmiştir (Çev).

\*\* MIT Massachusetts Insitute of Technology, SLAC ise Stanford Linear Accelerator Center kurumlarının kısaltılmış adlarıdır (Çev).

kuramcı, Harvard'tan Hugh David Politzer ile Princeton'dan David Gross ve Frank Wilczek tarafından gösterildi ki, özel bir Kuantumlu Alan Kuramları sınıfında, kuarklar birbirlerine doğru itildikçe aralarındaki kuvvetler gerçekten zayıflar. (Bu sınıf kuramlar, burada anlatılamayacak kadar teknik nedenlerle, "Abelyen olmayan Ayar Kuramları" olarak bilinir.) Bu kuramlar "asimtotik özgürlük" denen olağanüstü bir özelliğe sahiptir: Asimtotik olarak kısa mesafelerde ya da yüksek enerjilerde, kuarklar serbest parçacıklar gibi davranırlar. Cambridge Üniversitesi'nden J.C. Collins ve M.J. Perry tarafından şu bile gösterilebildi: Asimtotik olarak özgür her kuramda, yeterince yüksek sıcaklığa ve yoğunluğa sahip bir ortamın özellikleri, salt serbest parçacıklardan oluşmuş bir ortamın özellikleriyle esas olarak aynıdır. Bu Abelyen olmayan Ayar Kuramlarının asimtotik özgürlüğü böylece saniyenin ilk yüzde birinin bu basit tablosuna, yani evrenin serbest temel parçacıklardan oluştuğuna sağlam bir matematiksel haklılık kazandırır.

Kuark modeli çeşitli uygulamalarda çok iyi işler. Protonlar ve nötronlar gerçekten de üç kuarktan oluşmuş gibi davranırlar; rho mezonu bir kuark ve karşıkuarktan oluşmuş gibi davranır, v.b. Fakat bu başarıya karşın, kuark modeli bize büyük bir bilmece sunmaktadır: Mevcut hızlandırıcılardan elde edilen en yüksek enerjilerde bile, herhangi bir hadronu yapıtaşları olan kuarklarına parçalamak bugüne dek mümkün olmadı.

Serbest kuarkları soyutlamanın olanaksızlığı kozmolojide de ortaya çıkar. Eğer hadronlar erken evrende hüküm süren yüksek sıcaklık koşulları altında gerçekten serbest kuarklara parçalansalardı, bugüne bir miktar serbest kuarkın arta kalması beklenirdi. Sovyet astrofizikçisi Ya. B. Zeldovich, arta kalacak serbest kuarkların kabaca bugünkü evrende altın atomları kadar çok olmaları gerektiğini tahmin etti. Altının bol olmadığını, fakat bir ons (28,35 gram) altın satın almanın bir ons kuark almaktan çok daha kolay olduğunu bilmem söylememe gerek var mı?

Soyutlanmış serbest kuarkların bulunmayışı bilmecesi, şu anda kuramsal fiziğin karşılaştığı en önemli sorunlardan birisidir. Gross ve Wilczek ile benim tarafımdan önerildiği gibi, “asimtotik özgürlük” buna olası bir açıklama getirir. İki kuark arasındaki etkileşmenin şiddeti, kuarklar birbirlerine yaklaştırıldıkça azalıyorsa, birbirlerinden uzaklaştırıldıkça artar. Olağan bir hadronda bir kuarkı diğerinden öteye çekmek için gerekli enerji, uzaklığın artmasıyla birlikte artar ve sonunda boşluktan yeni bir kuark-karşıkuark çifti yaratmaya yetecek kadar büyük hale gelir. Sonuçta, bu uğraş birkaç serbest kuark ile değil de, birkaç olağan hadron ile biter. Bu, tam olarak bir sicim parçasının bir ucunu ayırmaya çalışmaya benzer: Büyük bir güçle çekerseniz, sicim kopacak; fakat sonuçta her biri iki uçlu iki sicim parçası ortaya çıkacaktır! Kuarklar erken evrende birbirlerine yeterince yakındılar, dolayısıyla bu kuvvetleri duymadılar ve serbest parçacıklar gibi davranabildiler. Ne var ki, erken evren öncesinde varolan *her* serbest kuark, evren genişledikçe ve soğudukça, ya bir karşıkuark ile yokolmalı ya da bir protonun veya nötronun içinde bir konaklama yeri bulmalıydı.

Güçlü etkileşmeler için bu kadarı yeter. Saati geriye, gerçek başlangıca doğru işlettiğimizde bizi bekleyen başka sorunlar da vardır.

Çağdaş temel parçacık kuramlarının gerçekten büyüleyici bir sonucu şudur: Evren bir *evre geçişine* uğramış olabilir; tıpkı 273 K ( = 0 °C) nin altına düştüğünde suyun donması gibi. Bu evre geçişi güçlü etkileşmelerle ilişkili olmayıp, parçacık fiziğinde *zayıf* etkileşmeler denen başka kısa-uzanımlı bir etkileşme sınıfıyla ilişkilidir.

Zayıf etkileşmeler, bir serbest nötronun bozunması gibi belirli radyoaktif bozunum süreçlerinden, ya da daha genel olarak, bir nötrino içeren herhangi bir tepkimeden sorumlu etkileşmelerdir. Adından da anlaşılacağı gibi, zayıf etkileşmeler, elektromanyetik ya da güçlü etkileşmelerden çok çok zayıftır. Örneğin, bir nötrino ile bir elektronun bir milyon elektron voltluk bir enerjiyle çarpışmasındaki zayıf kuv-

vet, aynı enerjili çarpışmada iki elektronun arasındaki elektromanyetik kuvvetin on milyonda biri ( $10^{-7}$ ) kadardır.

Zayıf etkileşmelerin bu zayıflığına karşın, zayıf ve elektromanyetik kuvvetler arasında derin bir bağlantının olabileceği uzun süreden beri düşünülüyordu. Bu iki kuvveti birleştiren bir alan kuramı 1967'de benim tarafımdan ve bağımsız olarak 1968'de Abdus Salam tarafından önerildi. Bu kuram, yüksüz akımlar denen yeni bir zayıf etkileşmeler sınıfı öngörmüştü ve bu akımların varlığı 1973'de deneysel olarak doğrulandı. 1974'den başlayarak, yeni bir hadron ailesinin tüm üyelerinin keşfiyle daha da büyük bir destek kazandı. Bu tür bir kuramın kilit düşüncesi şudur: Doğa çok yüksek derecede bir simetriye sahiptir; bu simetri çeşitli parçacıkları ve kuvvetleri birbirleriyle ilişkilendirir; fakat bu simetri, olağan fiziksel olaylar içinde kaybolmuş durumdadır. Güçlü etkileşmeleri betimlemek için 1973'den beri kullanılagelen alan kuramları aynı matematiksel tiptedir (yani Abelyen olmayan ayar kuramlarıdır) ve artık birçok fizikçi şuna inanıyor ki, ayar kuramları, doğanın tüm kuvvetlerini (zayıf, elektromanyetik, güçlü ve belki de kütle çekim kuvvetlerini) anlamak için birleştirilmiş bir temel sağlayabilir.

Erken evren çalışmaları için ayar kuramlarıyla ilgili en önemli nokta, 1972'de Moskova'daki Lebedev Fizik Enstitüsü'nden D.A. Kirzhnits ve A.D. Linde'nin işaret ettiği gibi, bu kuramların 3000 trilyon derece ( $3 \times 10^{15}$ K) dolayında bir "kritik sıcaklıkta" bir evre geçişi (bir cins donma) göstermeleridir. Bu kritik sıcaklığın altındaki sıcaklıklarda evren şimdi olduğu gibiydi: Etkileşmeler zayıf ve kısa uzanımlıydı. Kritik sıcaklığın üzerindeki sıcaklıklarda ise, zayıf ve elektromanyetik etkileşmelerin özsel birliği apaçıktı: Zayıf etkileşmeler, elektromanyetik etkileşmeler gibi aynı tür ters-kare yasasına uyuyordu ve kabaca aynı şiddete sahipti.

Bu noktada bir bardak donmuş suyla yapılan benzetme öğretici olabilir. Donma noktasının üzerinde, sıvı su, yüksek derecede bir örneklik (homojenlik) gösterir: Bir su molekülünü bardağın içindeki bir noktada bulma olasılığı, bir başka

noktadakiyle tam olarak aynıdır. Ne var ki, su donduğu zaman, uzaydaki farklı noktalar arasındaki bu simetri kısmen yitirilir: Buz bir kristal örgü oluşturur; bu örgüde su molekülleri düzenli ve belli aralıklı konumlarla yerleşmiştir ve su moleküllerini bir başka yerde bulma olasılığı neredeyse sıfırdır. Aynı şekilde, sıcaklık 3000 trilyon derecenin altına düşüp de evren “donduğu” zaman, bir simetri yitirildi; ama bir bardak buzda olduğu gibi onun birörnekliliği değildi yitirilen; yitirilen zayıf ve elektromanyetik etkileşmeler arasındaki simetriydi.

Benzetmeyi daha ileri götürmek bile olasıdır. Herkesin bildiği gibi, su donduğu zaman, genelde mükemmel bir buz kristali oluşmayıp çok daha karmaşık birşey oluşur: Çeşitli tiplerde kristal düzensizlikleriyle ayrılmış kristal bölgelerinden ibaret büyük bir karışıklık... Evren de bölgeler halinde mi donmuştu? Bizler, zayıf ve elektromanyetik etkileşmeler arasındaki simetrinin özel bir şekilde bozulduğu böyle bir bölge içinde mi yaşıyoruz? Sonunda başka bölgeler keşfedecek miyiz?

Şimdiye dek düş gücümüz bizi 3000 trilyon derecelik bir sıcaklığa geri götürdü ve güçlü, zayıf ve elektromanyetik etkileşmelerle uğraşmak durumunda kaldık. Fizikte bilinen bir diğer büyük etkileşme sınıfı, yani kütle çekim etkileşmeleri ile ilgili olarak ne diyebiliriz? Öykümüzde kütle çekim kuşkusuz önemli bir rol oynamıştır; çünkü evrenin yoğunluğu ile onun genişleme hızı arasındaki ilişkiyi kütleçekim kontrol eder. Ne var ki, erken evrenin herhangi bir parçasının iç özellikleri üzerine kütle çekimin, herhangi bir etkisi olduğu henüz bulunmamıştır. Bunun nedeni, kütle çekim kuvvetinin aşırı zayıf olmasıdır. Örneğin hidrojen atomunda elektron ile proton arasındaki kütle çekim kuvveti, elektrik kuvvetinden  $10^{39}$  kez daha zayıftır.

(Kütle-çekim alanlarında parçacık üretimi süreci, kozmolojik süreçlerdeki kütle çekimin zayıflığına sağlam bir açıklama kazandırır. Wisconsin Üniversitesi'nden Leonard Parker'in işaret ettiği gibi, evrenin kütle-çekim alanının

"gel-git" etkileri, ancak başlangıçtan sonra saniyenin milyar kere milyar kere milyonda biri ( $10^{-24}$  s) kadar bir zamanda boş uzaydan parçacık-karşıparçacık çiftleri yaratmak için yeterince büyük olurdu. Ne var ki, kütleli çekim bu sıcaklıklarda bile öylesine zayıftı ki, bu yolla yaratılan parçacıkların sayısı, ısısal dengede zaten varolan parçacıklara önemsenmeyecek bir katkıda bulunurdu.)

Gene de, kütleli çekim kuvvetlerinin yukarıda değinilen güçlü çekirdek etkileşimleri kadar şiddetli olduğu bir zamanı, en azından hayal edebiliriz. Kütle-çekim alanları sadece parçacık kütleleri tarafından değil, tüm enerji biçimleri tarafından üretilir. Dünya Güneş etrafında, Güneş'in sıcak olmaması halinde döneceğinden birazcık daha hızlı döner; çünkü Güneş'in ısısındaki enerji, onun kütleli çekim kaynağına küçük bir katkı sağlar. Aşırı yüksek sıcaklıklarda, ısısal dengedeki parçacıkların enerjileri öylesine büyük hale gelir ki, aralarındaki kütleli çekim kuvvetleri diğer kuvvetlerin şiddetine erişir. Bu duruma, yüz milyon kere milyon kere milyon kere milyon kere milyon ( $10^{32}$  K) dolayındaki bir sıcaklıkta erişildiğini kestirebiliriz.

Bu sıcaklıkta tuhaf şeyler meydana geliyor olabilirdi. Sadece kütleli çekim kuvvetlerinin güçlü hale gelmesi ve kütle-çekim alanları tarafından bolca parçacık yaratılması değil, gerçek "parçacık" düşüncesi de henüz hiç bir anlama sahip olmayabilirdi.

"Ufuk", yani daha ötesinden henüz hiç bir sinyal almanın mümkün olmadığı uzaklık, o tarihte, ısısal dengedeki tipik bir parçacığın dalga boyundan daha kısa olurdu. Kabaca söylersek, o anda her parçacığın gözlenen evren kadar büyük olduğu söylenebilir.

Kütleli çekimin kuantumlu doğasını bilemiyoruz; hâttâ söz konusu zamandan önceki evren tarihi hakkında akıllıca düşünmeye yetecek kadar bile bilmiyoruz. Belki kaba sayılabilecek şu tahmini yürütebiliriz:  $10^{32}$  K'lık sıcaklığa başlangıçtan  $10^{43}$  saniye kadar sonra ulaşılmıştı; fakat bu kestirimin bile herhangi bir anlamı olup olmadığı gerçekten açık

değildir. Böylece, diğer örtüler kaldırılmış olsa bile,  $10^{32}$  K'lik sıcaklıkta bir örtü var ki, hâlâ en erken zamanlara ait görüşümüzü engellemektedir.

Ne var ki, bu belirsizliklerin hiç biri M.S. 1976'nın astronomisini pek etkilemez. Konu odur ki, ilk saniyenin tüm süresince evren herhalde bir ısısal denge durumundaydı; bu durumda tüm parçacıkların (nötrinoların bile) sayıları ve dağılımları geçmişlerindeki ayrıntılarla değil de, istatistik mekanik yasalarıyla saptanıyordu. Bugünkü helyum bolluğunu, ya da mikrodalga ışıyımını, hâttâ nötrinoları ölçtüğümüzde, ilk saniyenin sonunda biten ısısal denge durumunun kalıntılarını gözlemiş oluyoruz. Bildiğimiz kadarıyla, gözleyebildiğimiz hiçbir şey evrenin bu zamandan önceki geçmişi-ne bağlı değildir. (Özellikle, şu anda gözlediğimiz hiç birşey, belki sadece foton bölü çekirdek parçacığı oranının kendisi dışında, ilk saniyeden önce evrenin eşyönlü ve bir örnek olup olmadığına bağlı değildir. Sanki bir akşam yemeği büyük bir özenle hazırlanmış; en taze malzemeler, dikkatlice seçilmiş yemek türleri, en iyi şaraplar; ve sonra bunların tümü büyük bir kap içine atılıp bir kaç saat kaynatılmış gibidir. Bu yemekte en büyük yemek uzmanının bile kendisine ne sunulduğunu bilmesi çok zor olabilir.).

Olası bir ayrıcalık vardır: Kütlesel çekim olayları, elektromanyetizmadaki gibi, daha tanıdık bir biçim olan durgun "uzaktan etki" şeklinde kendini belli ettiği gibi, dalgalar biçiminde de kendini gösterebilir. İki durgun elektron birbirlerini aradaki uzaklığa bağlı durgun bir elektriksel kuvvet ile iter; fakat bir elektronu ileri geri sallarsak, aradaki uzaklığın değiştiği haberi bir elektrondan diğerine bir elektromanyetik dalga ile taşınana dek, diğer elektron kendi üzerine etkiyen kuvvette hiçbir değişme hissetmez. Bu dalgaların ışık hızı ile seyahat ettiklerini söylemek sanırım gereksizdir: Mutlaka görünür ışık olmaları gerekmez, ama bunlar ışıktır. Aynı şekilde, düşüncesiz bir dev, Güneş'i ileri geri sallasaydı, bir dalganın ışık hızıyla Güneş'ten Dünya'ya gelmesi için gerekli olan sekiz dakikalık süre geçmeden Dünya üzerinde

bunun etkisini hissedemezdik. Bu bir ışık, dalgası yani elektrik ve manyetik alanların titreşim dalgası *değildir*; tersine, kütsel çekim dalgasıdır; bu, kütle-çekim alanlarının titreşmesidir. Tıpkı elektromanyetik dalgalarda yaptığımız gibi, her dalgaboylu kütle-çekim dalgalarını “kütle çekim ışıını” deyimi altında biraraya toplarız.

Kütle-çekim ışıınının maddeyle etkileşmesi, elektromanyetik ışıınıninkinden, hâttâ nötrinolarinkinden bile, çok ama çok daha zayıftır. (Bu nedenle, kütle-çekim ışıınının varlığına ilişkin kuramsal temellerden oldukça emin bulunmamıza karşın, olası her kaynaktan gelen kütle-çekim dalgalarını algılamak için harcanan birçok yorucu çaba, şu ana kadar görünürde boşa çıkmıştır.) Dolayısıyla kütle-çekim ışıını, evrenin diğer içerikleriyle ısısal dengeden çok önce-leri (aşında sıcaklık  $10^{32}$  K dolayında iken) çıkmış olabilir. Ondan sonra kütle çekim ışıınının etkin sıcaklığı, basitçe evrenin boyutunun tersiyle orantılı olarak düştü. Bu, evrenin geri kalan içeriğinin sıcaklığının uyduğu azalma yasası ile tam olarak aynıdır. Sadece kuark-karşıkuark ve lepton-karşılepton çiftlerinin yok olmaları evrenin geri kalanını ısıttığı halde, kütle-çekim ışıınınını ısıtmadı. Dolayısıyla bugün evren, nötrinoların ve fotonların sıcaklığına benzeyen fakat ondan birazcık daha az olan, herhalde 1 K kadarlık bir sıcaklığa sahip kütle-çekim ışıını ile dolu olmalıdır. Bu ışıınının algılanması, evrenin tarihinde bugünkü kuramsal fizik tarafından ancak hayal edilebilen çok daha erken bir zamanın doğrudan gözlenmesini temsil edebilir. Ne yazık ki, görünür gelecekte 1 K’lik kütsel çekim arkaalan ışıınınını saptama konusunda küçük bir şans bile gözüküyor.

Tahmine dayalı bir kuramın yardımıyla, evren tarihini zaman içinde geriye doğru sonsuz yoğunluklu bir ana kadar uzatabildik. Fakat bu bizi doyurmadı; doğal olarak bu an’dan önce, yani evren genişlemeye ve soğumaya başlamadan önce neyin var olduğunu bilmek de istiyoruz.

Bir olasılık da şudur: Gerçekte sonsuz yoğunluklu bir durum hiçbir zaman olmamıştı. Evrenin şimdiki genişlemesi,

bir önceki büzülme çağıının sonunda, evrenin yoğunluğu çok yüksek fakat sonlu bir değere ulaştığı bir anda başladı. Gelecek bölümde bu olasılık hakkında birşeyler daha söyleyeceğim.

Ne var ki, gerçek olduğunu bilmesek bile, bir başlangıcın *varolduğu* ve bu an'dan önceki zamanın kendisinin bir anlamı sahip olmadığı en azından mantıksal açıdan olasıdır. Tümümüz mutlak sıfır sıcaklığı düşüncesine alıştık. Hiçbir nesneyi  $-273,16$  'C 'nin altına soğutmak olanaklı değildir; bunun nedeni işlemin aşırı zorluğu, ya da hiç kimsenin yeterince akıllı bir soğutucu tasarlayamadığı değildir; sadece mutlak sıfırdan daha düşük sıcaklıkların hiç bir anlamı olmadığıdır: Hiç olmayan ısıdan daha az ısıya sahip olamayız. Aynı şekilde, mutlak sıfır zamanı düşüncesine de alışabiliriz: Bu, geçmişte öyle bir an'dır ki onun ötesinde ilke olarak herhangi bir neden ve sonuç zincirini izlemek olanaksızdır. Soru, yanıtı verilmemiş açık bir sorudur ve belki de daima açık kalacaktır.

Bana göre, erken evren öncesi hakkındaki bu düşüncelerden ortaya çıkan en doyurucu sonuç, evrenin tarihi ile onun mantıksal yapısı arasındaki olası paralelliktir. Şu anda doğa, parçacık cinsleri ve etkileşme türleri konusunda büyük bir çeşitlilik sergiliyor. Yine de bu çeşitliliğin altına bakmayı, çeşitli parçacıkları ve etkileşmeleri basit bir bileşik ayar alanı kuramının değişik görünümüleri olarak görmeye çalışmayı öğrendik. Bugünkü evren öylesine soğuktur ki, farklı parçacıklar ve etkileşmeler arasındaki simetriler bir tür donma ile gözlerden saklanmıştır; bunlar, olağan olaylarda apaçık ortada değildir, ancak ayar alanı kuramlarımızda matematiksel olarak ifade edilmelidir. Şimdi matematik ile yaptığımız şeyler, erken evren öncesinde ısı ile yapılmıştı: Fiziksel olaylar doğanın basitliğini sergilemişti. Fakat bunu görmek için hiç kimse orada değildi!

## Son Söz: Geleceğin Görünüşü

Evren kesinlikle bir süre daha genişlemeye devam edecektir. Ondan sonraki yazgısı için, standart model kuşkululu sayılabilecek bir kehanette bulunur: Bu yazgı tümüyle kozmik yoğunluğun belirli bir kritik değerden küçük ya da büyük olmasına bağlıdır.

II. Bölümde gördüğümüz gibi, kozmik yoğunluk kritik değerden daha küçük ise, evren sonsuz genişliktedir ve sonsuza dek genişlemesini sürdürecektir. Torunlarımız, (o zaman hâlâ var olacaklarsa), tüm yıldızlarda çekirdek kaynaşması süreçlerinin yavaş yavaş bir sona ulaşacağını ve geriye çeşitli cinsten küller (kara cüce yıldızlar, nötron yıldızları, belki de kara delikler) kalacağını göreceklerdir. Herhalde gezegenler yörüngelerinde dönmeye devam edecekler; kütle-çekim dalgaları yayınladıkça birazcık yavaşlayacaklar; fakat herhangi sonlu bir zamanda asla durma haline gelmeyeceklerdir. Işınımın ve nötrinoların kozmik arkaalanları, evrenin boyutuyla ters orantılı olarak sıcaklıklarını düşürmeyi sürdürecekler. (Umurumuzda mı, şimdi bile 3 K'lık mikrodalga arkaalan ışınlamını zar zor algılayabiliyoruz).

Öte yandan, kozmik yoğunluk kritik değerden daha büyük ise, bu durumda evren sonludur; genişlemesi sonunda duracak ve yerini hızlanan bir büzölmeye bırakacaktır. Örneğin, eğer kozmik yoğunluk kritik değerin iki katı ise ve Hubble sabitinin bugünkü popüler değeri (milyon ışık yılında saniye başına 15 kilometre) doğru ise, bu durumda şu anda evren 10 milyar yıl yaşında demektir; bir 50 milyar yıl daha genişlemesini sürdürecektir ve ondan sonra büzölmeye başlayacaktır (Şekil 4'e bakınız). Büzölme, tam anlamıyla genişlemenin geriye doğru gitmesidir: 50 milyar yıl sonra, evren şimdiki boyutunu kazanmış olacak ve bir başka 10

milyar yıl sonra sonsuz yoğunluklu tekil bir duruma yaklaşıacaktır.

Büzülme evresinin en azından ilk kısmı süresince, gökbilimciler (eğer varsalar) hem kırmızıya kaymayı hem de maviye kaymayı gözleyerek oyalanacaklardır. Yakındaki gökadalardan gelen ışık yayınlandığında, evren, bu ışığın gözleendiği zamandakinden daha büyüktü; dolayısıyla bu ışık gözleendiğinde tayfin kısa dalgaboylu ucuna yani maviye doğru kaymış olarak görünecektir. Öte yandan, aşırı uzak cisimlerden gelen ışık, evren henüz genişleme evresinin erken aşamalarında iken, yani evren ışığın gözleendiği zamandakinden daha küçükken, yayınlanmış olabilir; böylece bu ışık gözleendiğinde tayfin uzun dalgaboylu ucuna, yani kırmızıya doğru kaymış görünecektir.

Kozmik foton ve nötrino arkaalanlarının sıcaklığı, evren genişlerken ve sonra büzülürken, daima evren boyutuyla ters orantılı olarak düşecek ve daha sonra yükselecektir. Eğer şimdiki kozmik yoğunluk kritik değerinin iki katı ise, hesaplamalarımız gösteriyor ki, evren genişlemesinin en büyük değerine ulaştığında, bugünkü büyüklüğünün tam iki katı kadar olacaktır; böylece o andaki mikrodalga arkaalan sıcaklığı bugünkü 3 K değerinin tam yarısı, yani 1.5 K kadar olacaktır. Bundan sonra evren büzülmeye başlarken, sıcaklık da yükselişe geçecektir.

İlkin kaygı duyulacak hiçbir şey olmayacaktır: Yüz milyarca yıl boyunca arkaalan ışıınımı öylesine soğuk olacak ki, onu saptamak bile büyük çabayı gerektirebilecektir. Ancak, evren bugünkü boyutunun yüzde birine tekrar büzüldüğünde, arkaalan ışıınımı göğ e egemen olmaya başlayacaktır: Gece göğü, şimdiki gündüz göğümüz kadar sıcak (300 K) olacaktır. Bundan yetmiş milyon yıl sonra, evren on kat daha büzülmüş olacak ve varislerimiz (eğer varsalar) göğü dayanılmaz derecede parlak bulacaklardır. Gezegen ve yıldız atmosferlerinde, ve yıldızlararası uzayda bulunan moleküller kendi yapı-taşı atomlarına ayrılmaya başlayacaklar; atomlar da serbest elektronlara ve çekirdeklere parçalanacaklar-

dır. 700000 yıl daha geçtikten sonra, kozmik sıcaklık on milyon derecede olacaktır; o zaman yıldızların ve gezegenlerin kendileri de; ışınlım, elektronlar ve çekirdeklerden oluşan bir kozmik çorba haline çözülecektir. Bunu izleyen 22 gün içinde sıcaklık on milyar dereceye yükselecektir. Bu aşamada, hem yıldızıl hem de kozmolojik çekirdek sentezinin tümü bozularak, çekirdekler kendi yapı-taşları olan protonlara ve nötronlara parçalanmaya başlayacaklardır. Bundan hemen sonra foton-foton çarpışmalarında büyük sayılarda elektron ve pozitron yaratılacak; nötrino ve karşınötrinoların kozmik arkaalanı, evrenin geri kalanı ile tekrar ısısal ilişkiye girecektir.

Bu acıklı öyküyü gerçekten sonuna kadar, sonsuz sıcaklık ve yoğunluklu bir duruma kadar, götürebilir miyiz? Sıcaklığın bir milyar dereceye ulaşmasından sonraki üç dakikada zaman gerçekten son bulur mu? Açıkçası, bundan emin olamayız. Bir önceki bölümde bir saniyenin ilk yüzde birini araştırmaya çalışırken karşılaştığımız tüm belirsizlikler, son saniyenin son yüzde birine baktığımızda da bizi şaşkına çevirmek için geri geleceklerdir. Her şeyden önce, 100 milyon kere milyon kere milyon kere milyon kere milyon ( $10^{32}$ K) derecenin üstündeki sıcaklıklarda, evrenin tümü, kuantum mekaniği dilinde betimlenmelidir; ama hiç kimsenin o zaman olanlar hakkında bir fikri yoktur. Üstelik, evren gerçekten eşyönlü ve birörnek değilse (bkz. V. Bölümün sonu) tüm öykümüz kuantum kozmolojisinin sorunlarıyla yüzyüze gelmeden çok önce zaten geçerliliğini yitirmiş olabilir.

Bazı evrenbilimciler bu belirsizliklerden bir çeşit umut duyarlar. Olabilir ki, evren bir tür kozmik "sıçrama"ya uğrayacak ve yeniden genişlemeye başlayacaktır. Edda'da tanrılarla devlerin Ragnorak'taki son döğüşünün ardından Dünya, ateş ve su tarafından yıkılır; ama sular geri çekilir, Thor'un oğulları babalarının çekicini taşıyarak Cehennem'den çıkagelirler ve tüm dünya yeni baştan başlar. Fakat evren yeniden genişlerse, bu genişlemesi duruncaya dek yavaşlayacak ve bunu da bir sonraki kozmik Ragnorak'ta

sonlanan bir diğer büzülme izleyecektir; sonra bir başka sıçrama... ve bu böylece sürüp gidecektir.

Bu, bizim geleceğimiz ise, herhalde geçmişimiz de budur. Bugünkü genişleyen evren, sadece son büzülmeyi ve sıçramayı izleyen evre olabilir. (Gerçekten de, kozmik mikrodalgaya arkaalan ışıınımı hakkındaki 1965 makalelerinde Dicke, Peebles, Roll ve Wilkinson, daha önce bir kozmik genişleme ve büzülme evresinin geçmiş olduğunu varsaydılar ve şunu ileri sürdüler: Bir önceki evrede oluşan ağır elementlerin parçalanabilmesi için, evren en azından on milyar derecelik sıcaklığa çıkacak kadar büzülmüş olmalıdır.) Daha da gerilere bakarak, sınırsız geçmişe uzanan ve hiçbir başlangıcı olmayan genişleme ve büzölmelerden ibaret sonsuz bir çevrim tasarlayabiliriz.

Bazı evrenbilimciler, kararlı-durum modeli gibi,yaratılış sorunundan güzel bir şekilde kurtulduğu için, salınım yapan evren modelini felsefi açıdan çekici bulurlar. Ne var ki, bu model çetin bir kuramsal güçlölkle karşı karşıyadır. Her çevrimde fotonların çekirdek parçacıklarına oranı (ya da, daha kesin söylemek gerekirse, çekirdek parçacığı başına entropi), evren genişler ve büzölürken ("yığın viskozluğu" denen) bir tür sürtünme nedeniyle hafifçe artar. Bildiğimiz kadarıyla, bu durumda evren her yeni çevrime yeni ve birazcık büyükçe bir foton bölü çekirdek parçacığı oranı ile başlar. Şu anda bu oran büyüktür fakat sonsuz değildir; dolayısıyla evrenin daha önce nasıl sonsuz sayıda çevrime uğrayabilmiş olduğunu anlamak zordur.

Ne var ki, tüm bu sorunlar çözülebilir, fakat hangi kozmolojik model doğru çıkarsa çıksın, gene de bunların hiç biri çok fazla bir rahatlama sağlamaz. İnsanlar için şuna inanmak nerdeyse karşı konulmaz bir durumdur: Evrenle özel bir ilişkiye sahibiz; insan yaşamı, ilk üç dakikaya kadar geri giden bir raslantılar zincirinin az-çok saçma bir sonucu olamaz; ancak, şöyle ya da böyle, daha başlangıçtan işin içine konulmuşuzdur. Bunu yazarken, San Fransisko'dan Boston'a eve gidiş için tam Wyoming eyaleti üzerinde 10000

metre yükseklikte uçan bir uçakta bulunuyordum. Aşağıda Dünya, çok yumuşak ve rahat görünüyordu: Orada burada tüy gibi yumuşacık bulutlar, gün batarken pembeye dönen kar örtüsü, bir kasabadan diğerine kırlar boyunca uzanan dümdüz yollar.... Tüm bunların karşı çıkılması imkansız düşman bir evrenin sadece ufak bir parçası olduğunun ayır-dına varmak çok zordur. İşte bu evrenin, anlatılamaz derecede garip bir ilk durumdan evrimleştiğini ve gelecekte sınırsız ölçüde soğuk ya da dayanılmaz ölçüde sıcak bir yokol-mayla yüzyüze geleceğini kavramak daha da zordur. Evren hakkındaki bilgimiz arttıkça, evrenin anlamı konusundaki görüşümüz giderek bulanıklaşmaktadır.

Sonuçta araştırmalarımızın meyveleriyle değilse bile, araştırmanın kendisiyle bir parça avunabiliriz. Erkekler ve kadınlar, tanrı ve dev hikâyeleriyle kendilerini rahatlamış hissetmezler; ya da düşüncelerini yaşamın gündelik işleriyle sınırlamazlar; teleskoplar yaparlar, uydular fırlatırlar, hızlandırıcılar kurarlar ve topladıkları verilerden anlamlar çıkarmak için bitip tükenmeyen saatler boyu masalarında otururlar. Evreni anlamak için harcanan çaba insan yaşamını gülmece düzeyinin biraz üstüne çıkaran, trajik çekiciliğe sahip birkaç şeyden biridir.

# Tablolar

## 1. Bazı Temel Parçacıkların Özellikleri

|           | Parçacık       | Simge                      | Durgun Enerji<br>(milyon elektron volt) | Eşik Sıcaklığı<br>(milyar derece K) | Etkin tür sayısı              | Ortalama ömür<br>(saniye) |
|-----------|----------------|----------------------------|-----------------------------------------|-------------------------------------|-------------------------------|---------------------------|
| Leptonlar | Foton          | $\gamma$                   | 0                                       | 0                                   | $1 \times 2 \times 1 = 2$     | kararlı                   |
|           | Nötrinolar     | $\nu_e, \bar{\nu}_e$       | 0                                       | 0                                   | $2 \times 1 \times 7/8 = 7/4$ | kararlı                   |
|           |                | $\nu_\mu, \bar{\nu}_\mu$   | 0                                       | 0                                   | $2 \times 1 \times 7/8 = 7/4$ | kararlı                   |
|           |                | $\nu_\tau, \bar{\nu}_\tau$ | 0                                       | 0                                   | $2 \times 1 \times 7/8 = 7/4$ | kararlı                   |
|           | Elektron       | $e^-, e^+$                 | 0,5110                                  | 5,930                               | $2 \times 2 \times 7/8 = 7/2$ | kararlı                   |
|           | Müyon          | $\mu^-, \mu^+$             | 105,66                                  | 1226,2                              | $2 \times 2 \times 7/8 = 7/2$ | $2,197 \times 10^{-6}$    |
| Hadronlar | $\tau$ -lepton | $\tau^-, \tau^+$           | 1784,1                                  | 20685                               | $2 \times 2 \times 7/8 = 7/2$ | $0,305 \times 10^{-12}$   |
|           | Pi-mezonlar    | $\pi^0$                    | 134,96                                  | 1566,2                              | $1 \times 1 \times 1 = 1$     | $0,84 \times 10^{-16}$    |
|           |                | $\pi^+, \pi^-$             | 139,57                                  | 1619,7                              | $2 \times 1 \times 1 = 2$     | $2,60 \times 10^{-8}$     |
|           | Proton         | $p, \bar{p}$               | 938,26                                  | 10,888                              | $2 \times 2 \times 7/8 = 7/2$ | kararlı                   |
|           | Nötron         | $n, \bar{n}$               | 939,55                                  | 10,903                              | $2 \times 2 \times 7/8 = 7/2$ | 920                       |

Bazı Temel Parçacıkların Özellikleri "Durgun enerji", parçacığın tüm kütlesinin enerjiye dönüşmesi halinde açığa çıkacak enerjidir. "Eşik sıcaklığı", durgun enerji bölü Boltzmann sabitidir; bu sıcaklığın üzerinde, söz konusu parçacık ısısal ışıınımdan özgürce yaratılabilir. "Etkin tür sayısı", eşik sıcaklığının üzerindeki yüksek sıcaklıklarda her bir parçacık çeşidinin toplam enerjiye, basınca ve entropiye yaptığı görelî katkısı verir. Bu sayı, üç çarpanın çarpımı olarak yazılmıştır: İlk çarpan, parçacığın ayrı bir karşıt parçacığa sahip olup olmamasına göre 2 ya da 1'dir; ikinci çarpan, parçacığın spininin olası yönelme sayısıdır; son çarpan ise parçacığın Pauli Dışarlama İlkesine uyup uymasına göre 7/8 yada 1'dir. "Ortalama ömür" ise, radyoaktif olarak diğer parçacıklara bozunumundan önce parçacığın yaşadığı ortalama zaman aralığıdır. (Tabloya daha sonra bulunan tau-leptonu ve nötrinosu çevirenler tarafından eklenmiştir. Çev.).

## 2. Bazı Işınım Türlerinin Özellikleri

|                    | Dalgaboyu<br>(santimetre)    | Foton enerjisi<br>(elektron volt) | Kara-cisim sıcaklığı<br>(Kelvin derecesi) |
|--------------------|------------------------------|-----------------------------------|-------------------------------------------|
| Radyo (VHF'ye dek) | > 10                         | < 0,00001                         | < 0,03                                    |
| Mikrodalga         | 0,01 - 10                    | 0,00001 - 0,01                    | 0,03 - 30                                 |
| Kırmızıötesi       | 0,0001 - 0,01                | 0,01 - 1                          | 30 - 3000                                 |
| Görünür ışık       | $2 \times 10^{-5} - 10^{-4}$ | 1 - 6                             | 3000 - 15 000                             |
| Morötesi           | $10^{-7} - 2 \times 10^{-5}$ | 6 - 1000                          | 15 000 - 3 000 000                        |
| X ışınları         | $10^{-9} - 10^{-7}$          | 1000 - 100 000                    | $3 \times 10^6 - 3 \times 10^8$           |
| $\gamma$ ışınlar   | < $10^{-9}$                  | > 100 000                         | > $3 \times 10^8$                         |

Bazı Işınım Türlerinin Özellikleri. Her ışıınım türü, burada santimetre olarak verilen, belirli bir dalgaboyları bölgesiyle karakterize edilir. Bu dalgaboyları bölgesine, burada elektron volt cinsinden verilen bir foton enerjileri bölgesi karşigelir. "Kara-cisim sıcaklığı", verilen dalgaboyları yakınında kara-cisim enerjisinin çoğunluğunun toplandığı sıcaklıktır; burada bu sıcaklık Kelvin derecesi cinsinden verilmektedir. (Örneğin Penzias ve Wilson'un kozmik arkaalan ışıınımını keşfederken kullandıkları dalgaboyu 7,35 cm'di; buna göre bu mikrodalga ışıınımıdır. Bir çekirdek radyoaktif dönüşüme uğradığında, saldığı foton enerjisi tipik olarak bir milyon elektron volt kadardır; güneş yüzeyi 5800 K sıcaklığındadır; buna göre güneş görünür ışık yayınlar.) Kuşkusuz, farklı ışıınım türleri arasındaki bölmeler kesin değildir ve çeşitli dalgaboyları bölgeleri üzerinde genel uzlaşma yoktur.

## Sözlük

**Andromeda Bulutsusu:** Bizim kendi gökadamıza en yakın büyük gökada. Aşağı yukarı  $3 \times 10^{11}$  Güneş kütlesi içeren bir sarmal. Messier kataloğunda M31, “Yeni Genel Katalog” da NGC 224 olarak listelenmiştir.

**Angström Birimi:** Bir santimetrenin yüz milyonda biri ( $10^8$  cm)  $\text{\AA}$  ile gösterilir. Tipik atom boyutları birkaç Angström’dur; görünür ışığın tipik dalgaboyları birkaç bin Angstromdur.

**Asimtotik Özgürlük:** Güçlü etkileşmelerin bazı alan kuramlarında varolan bir özellik; bu özelliğe göre kuvvet, kısa uzaklıklarda giderek zayıf hale gelir.

**Ayar Kuramları:** Zayıf, elektromanyetik ve güçlü etkileşmelerin olası kuramları düşüncesiyle, bugünlerde yoğun şekilde çalışılan bir alan kuramları sınıfı. Böyle kuramlar, etkisi uzay-zamanda noktadan noktaya değişen bir simetri dönüşümü altında değişmez kalırlar. “Ayar” (gauge) terimi, “ölçü” anlamındaki İngilizce kelimeden gelir; ancak bu terim artık daha çok tarihsel nedenlerle kullanılmaktadır.

**Baryonlar:** Nötronları, protonları ve hiperon olarak bilinen kararsız hadronları içine alan, güçlü olarak etkileşen parçacıklar sınıfı. Baryon sayısı, bir sistemde bulunan baryonların toplam sayısı eksi karşıbaryonların toplam sayısıdır.

**Birörneklik (Homojenlik):** Evrenin varsayılan bir özelliği. Buna göre, verilen bir an’da evren, tüm tipik gözlemcilere, nerede olurlarsa olsunlar, aynı görünür.

**Boltzmann Sabiti:** İstatistik mekaniğin, sıcaklık ölçeğini enerji birimine bağlayan temel sabiti. Genelde  $k$  ya da  $k_B$  olarak gösterilir.  $1,3806 \times 10^{-16}$  erg bölü Kelvin derecesi, ya da 0,00008617 elektron volt bölü Kelvin derecesidir.

**Bulutsu:** Bulut gibi bir görünümü olan geniş gök cisimleri. Bazı bulutsular gökadalardır; diğerleri ise bizim gökadamız içindeki gerçek toz ve gaz bulutsularıdır.

**“Büyük Patlama” Kozmolojisi:** Evrenin genişlemesinin, geçmişte sonlu bir zamanda, aşırı büyüklükte yoğunluğa ve basınca sahip bir durumdan başladığını ileri süren kuram.

**Çekirdek Demokrasisi:** Tüm hadronların aynı düzeyde temel olduklarını söyleyen öğretisi.

**Çekirdek Parçacıkları:** Olağan atomların çekirdeklerinde bulunan parçacıklar, yani protonlar ve nötronlar. Genelde nükleonlar biçiminde kısaltılırlar.

**Dalgaboyu:** Herhangi bir cins dalgada, ardışık iki dalga tepesi arasındaki uzaklık. Elektromanyetik dalgalarda, dalgaboyu, elektrik ya da manyetik alan vektörünün herhangi bir bileşeninin maksimum değer aldığı ardışık iki noktanın arasındaki uzaklık olarak tanımlanabilir.  $\lambda$  ile gösterilir.

**Doppler Etkisi:** Herhangi bir sinyalin frekansında, sinyal kaynağının ve alıcının göreceli hareketi nedeniyle ortaya çıkan değişme.

**Döteryum:** Hidrojenin ağır bir izotopu,  $H^2$  Döteron denen döteryum çekirdeği, bir proton ve bir nötrondan oluşmaktadır.

**Durgun Enerji:** Durgun bir parçacığın enerjisi. Eğer parçacığın tüm kütlesi yok olsaydı, bu kadarlık enerji açığa çıkmış olurdu. Einstein'ın  $E = mc^2$  formülü ile verilir.

**Elektron:** En hafif kütleli temel parçacık. Atomların ve moleküllerin tüm kimyasal özellikleri, elektronların birbirleriyle ve atom çekirdekleriyle olan elektriksel etkileşimleri tarafından saptanır.

**Elektron Volt:** Atom fiziğine uygun bir enerji birimi olup, bir elektronun bir voltluk bir gerilim farkını geçmesiyle kazandığı enerjiye eşittir.

**Entropi:** Bir fiziksel sistemin düzensizlik derecesiyle ilgili istatistik mekaniğin temel bir niceliği. Isısal dengenin sürdürülebildiği her süreçte entropi korunur. Termodinamiğin ikinci yasası der ki, hiçbir tepkimede toplam entropi asla azalmaz.

**Erg:** Santimetre-gram-saniye (cgs) sisteminde enerji birimi. Saniyede bir santimetre hızla giden bir gramlık kütlenin kinetik enerjisi yarım erg'dir.

**Eşik Sıcaklığı:** Verilen bir parçacık türünün kara-cisim ışınlımından bol miktarda yaratılmasını sağlayacak en küçük sıcaklık. Eşik sıcaklığı, parçacığın kütlesi çarpı ışık hızının karesi bölü Boltzmann sabitine eşittir.

**Eşyönlülük:** Evrenin varsayılan bir özelliği. Buna göre, tipik bir gözlemciye evren tüm yönlerde aynı görünür.

**Evre Geçişi:** Genel olarak simetrideki bir değişmeyle, bir sistemin bir şekillenme (konfigürasyon) durumundan bir diğerine keskin geçişi. Örnek olarak erimeyi, kaynamayı ve olağan iletkenlikten üstün iletkenliğe geçişi gösterebiliriz.

**Feynman Diyagramları:** Bir temel parçacık tepkimesinin meydana gelme oranına çeşitli katkıları simgeleyen diyagramlar.

**Foton:** Işınlımın kuantum kuramında, ışık dalgasıyla ilişkili parçacık.  $\gamma$  ile gösterilir.

**Frekans:** Her çeşit dalganın tepelerinin verilen bir noktadan geçme hızı. Dalga hızının dalgaboyu bölümüne eşittir. Saniyede titreşim (devir) sayısı, yani "Hertz" olarak ölçülür.

**Friedmann Modeli:** Evrenin uzay-zaman yapısının, genel göreliliğe (kozmoji sabiti yok) ve Kozmoji İlkesine dayanan matematiksel modeli.

**Genel Görelilik:** 1906-1916 yılları arasında Albert Einstein tarafından geliştirilen kütle-çekim kuramı. Genel göreliliğin esas düşüncesine göre kütle-çekim, uzay-zaman sürekliliğinin eğriliğinin bir etkisidir.

**Gökada:**  $10^{12}$  Güneş kütlesine kadar kütle içeren, kütle-çekimi ile bağlı geniş bir yıldızlar topluluğu. Bizim gökadamıza bazen "Samanyolu" denir. Gökadalar genelde şekillerine göre eliptik, sarmal, çubuklu sarmal ya da düzensiz olarak sınıflandırılırlar.

**Görünür Parlaklık (Işıtma):** Herhangi bir gökcisminden gelen ve algılama aletinin birim alanı tarafından birim zamanda toplanan enerji.

**Güçlü Etkileşmeler:** Temel parçacık etkileşmelerinin dört genel sınıfından en güçlüsü. Proton ve nötronları atom çekirdeğinde birarada tutan çekirdek kuvvetlerinden sorumlu. Güçlü etkileşmeler sadece hadronlara etkirler, leptonlara ve fotonlara değil.

**Hadron:** Güçlü etkileşmeye katılan her parçacık. Hadronlar, Pauli Dışarlama İlkesine uyan baryonlar (nötron ve proton gibi) ve bu ilkeye uymayan mezonlar olarak iki gruba ayrılırlar.

**Helyum:** İkinci en hafif ve ikinci en bol kimyasal element. Helyumun iki kararlı izotopu vardır: İki proton ve iki nötron içeren  $\text{He}^4$  çekirdeği ile iki proton ve bir nötron içeren  $\text{He}^3$  çekirdeği. Helyum atomları, çekirdeğin etrafında iki elektrona sahiptirler.

**Hidrojen:** En hafif ve en bol kimyasal element. Olağan hidrojenin çekirdeği, bir tek protondan ibarettir. Ayrıca daha ağır iki izotopu vardır; döteryum ve trityum. Her cinsten hidrojen atomları, bir hidrojen çekirdeği ve bir tek elektrondan oluşmuştur; pozitif hidrojen iyonlarında elektron kaybedilmiştir.

**Hidroksil İyonu:** Bir oksijen atomu, bir hidrojen atomu ve bir ek elektrondan oluşmuş  $\text{OH}^-$  iyonu.

**Homojenlik:** Bkz. Birörneklik.

**Hubble Yasası:** Orta uzaklıktaki gökadalara uzaklaşma hızı ile uzaklıkları arasında varolan oranlılık bağıntısı. Hubble sabiti, bu bağıntıda hızın uzaklığa oranıdır.  $H$  ya da  $H_0$  ile gösterilir.

**Isısal Denge:** Her hız, spin vb. aralığına birim zamanda giren parçacıkların sayısının bu aralıktan birim zamanda çıkan parçacıkların sayısını tam olarak dengelediği durum. Yeterince uzun bir süre rahat bırakılırsa, her fiziksel sistem sonunda bir ısısal denge durumuna yaklaşacaktır.

**Işık Hızı:** Özel göreliliğin, 299729 kilometre/saniye'ye eşit temel sabiti.  $c$  ile gösterilir. Fotonlar, nötrinolar ve gravitonlar gibi sıfır kütleli parçacıklar ışık hızı ile hareket ederler. Kütlelerindeki  $mc^2$  durgun enerjisine oranla çok büyük ener-

jilere sahip oldukları zaman, maddesel parçacıklar ışık hızına yaklaşırlar.

*Işık Yılı:* Işık ışınımının bir yılda katettiği uzaklık; 9,4605 milyon kere milyon kilometredir.

*İnce Yapı Sabiti:* Atom fizığının ve kuantum elektrodinamiğinin temel sayısal sabiti. Elektron yükünün karesinin Planck sabiti ve ışık hızına bölümü olarak tanımlanır.  $\alpha$  ile gösterilir ve  $1/137,036$ 'ya eşittir.

*Jeans Kütlesi:* Kütlesel çekimin iç basıncı yendiğı ve kütle çekimi altında bağı bir sistemin oluşturulduğu minimum kütle.  $M_J$  ile gösterilir.

*Karacisim Işınımı:* Tam soğurucu; ısıtılmış bir cisimden yayımlanan ışınım ile her dalgaboyu bölgesinde aynı enerji yoğunluğuna sahip olan ışınım. Her ısısal denge durumundaki ışınım, karacisim ışınımıdır.

*Karakteristik Genişleme Zamanı:* Hubble sabitinin tersi. Kabaca, evrenin yüzde 1 kadar genişlemesi için geçecek zamanın yüz katı.

*Kararlı Durum Kuramı:* Bondi, Gold ve Hoyle tarafından geliştirilen ve evrenin ortalama özelliklerini zamanla asla değıştirmediğini ileri süren kozmoloji kuramı. Evren genişledikçe yoğunluğı sabit tutmak için sürekli biçimde yeni madde yaratılmalıdır.

*Karşıparçacık:* Bir başka parçacıkla aynı kütle ve aynı spine sahip, fakat elektrik yükü, baryon sayısı, lepton sayısı ve bunun gibi eklenen kuantum sayıları eşit ve *zıt* olan parçacık. Her parçacığa karşı gelen bir karşıparçacık vardır; ancak foton ve  $\pi^0$  mezonu gibi salt yüksüz parçacıkların karşıparçacıkları kendileridir. *Karşinötrino* nörinonun karşıparçacığıdır; karşıproton protonun karşıparçacığıdır v.b. Karşımadde, karşıproton, karşınötron ve karşıelektronlardan (yani pozitron) oluşmaktadır.

*Kelvin:* Santigrad ölçeğı gibi, fakat sıcaklığın sıfırı olarak buzun erime noktası yerine mutlak sıfırın alındığı bir sıcaklık ölçeğı. Bir atmosferlik basınçta buzun erime noktası 273,15 K'dır.

**Kırmızı Ötesi Işınlam:** Görünür ışık ile mikrodalga ışınlamı arasında yeralan ve 0,0001 cm ile 0,01 cm arasında ( onbinden bir milyon angströme kadar) dalgaboylarına sahip elektromanyetik dalgalar. Oda sıcaklığındaki cisimler başlıca kırmızı ötesinde ışırlar.

**Kırmızıya Kayma:** Uzaklaşan bir kaynak için Doppler etkisi nedeniyle tayf çizgilerinin daha uzun dalgaboylarına doğru kayması. Kozmolojide, uzak gök cisimlerinin tayf çizgilerinde gözlenen kayma, uzun dalgaboylarına doğrudur. Dalgaboyundaki kesirsel artma olarak ifade edilen kırmızıya kayma  $z$  ile gösterilir.

**Korunum Yasası:** Bir niceliğin toplam değerinin hiçbir tepkimede değişmediğini ifade eden yasa.

**Kozmik Işınlr:** Dış uzaydan Dünya atmosferine giren yüksek enerji yüklü parçacıklar.

**Kozmoloji (Evrenbilim) İlkesi:** Evrenin eşyönlü ve birörnek (homojen) olduğu varsayımı.

**Kozmoloji Sabiti:** Einstein'ın kendi kütle çekim alanı denklemlerine 1917'de eklediği bir terim. Böyle bir terim, çok büyük uzaklıklarda bir itme yaratır ve durgun evren modelinde kütsel çekim nedeniyle ortaya çıkan çekmeyi dengelemek için gerekir. Şu anda bir kozmoloji sabitinin varlığını düşünmek için herhangi bir neden yoktur.

**Kritik Sıcaklık:** Bir evre geçişinin meydana geldiği sıcaklık.

**Kritik Yoğunluk:** Evrenin genişlemesinin en sonunda durması ve bunu bir büzülmenin izlemesi için şu anda gereken minimum kozmik kütle yoğunluğu. Kozmik yoğunluk kritik yoğunluktan büyükse, evren uzaysal olarak sonlu demektir.

**Kuantum Mekanığı:** Klâsik mekanığın yerine geçmek üzere 1920'lerde geliştirilen temel fiziksel kuram. Kuantum mekanığında dalgalar ve parçacıklar, aynı temel nesnenin iki temel görünümüdür. Verilen bir dalgayla ilişkili parçacık, onun kuantumudur. Ayrıca, atom ya da molekül gibi bağlı sistemlerin durumları, ancak belirli kesikli enerji düzeylerine otururlar; bu hale enerji kuantumlanmıştır denir.

**Kuarklar:** Tüm hadronların yapı taşları oldukları varsayılan temel parçacıklar. Soyutlanmış kuarklar asla gözlenmemiştir; ama bir bakıma gerçek oldukları halde, soyutlanmış parçacıklar olarak asla gözlenemeyecekleri hakkında kuramsal nedenler vardır.

**Kütle Çekim Dalgaları:** Elektromanyetik alandaki ışık dalgalarına benzer olarak, kütle-çekim alanındaki dalgalar. Kütle-çekim dalgaları, ışık dalgaları ile aynı hızla, yani saniyede 299 792 kilometre hızla seyahat ederler. Kütle-çekim dalgaları için genelde benimsenmiş hiçbir deneysel kanıt yoktur; fakat genel görelilik açısından varlıklarına gerek duyulur ve ciddi biçimde kuşku içermez bu gereksinim. Fotona benzer olarak, kütleli çekim ışınının kuantumuna graviton adı verilir.

**Lepton:** Elektron, müyon ve nötrino gibi parçacıkları içine alan, güçlü etkileşmelere girmeyen parçacıkların sınıfı. Lepton sayısı, bir sistemde bulunan leptonların toplam sayısı eksi karşıleptonların toplam sayısıdır.

**Maksimum Sıcaklık:** Bazı güçlü etkileşme kuramlarının verdiği üst sıcaklık sınırı. Bu kuramlarca iki milyon kere milyon olarak tahmin ediliyor.

**Maviye Kayma:** Yaklaşan bir kaynak için Doppler etkisi nedeniyle tayf çizgilerinin daha kısa dalgaboylarına doğru kayması.

**Messier Numaraları:** Charles Messier'nin listelemesinde çeşitli bulutsuların ve yıldız topluluklarının katalog numaraları. Genelde M olarak kısaltılır; böylece Andromeda bulutsusu M31'dir.

**Mezonlar:** Pi mezonları, K mezonları, rho mezonları vb. içeren, baryon sayıları sıfır olan ve güçlü olarak etkileşen parçacıklar sınıfı.

**Mikrodalga Işınımı:** Çok yüksek frekanslı radyo dalgaları ile kırmızı ötesi ışınımı arasında yer alan 0,001 cm ile 10 cm arasında dalgaboylarına sahip elektromanyetik dalgalar. Birkaç Kelvin sıcaklığındaki cisimler başlıca mikrodalga bandında ışırlar.

**Morötesi Işınımı:** Görünür ışık ile X-ışınları arasındaki bölgede yer alan, dalgaboyu 10 Angström ile 2000 Angström ( $10^{-7}$  cm ile  $2 \times 10^{-5}$  cm) arasında olan elektromanyetik dalgalar.

**Mutlak parlaklık (Işıtma):** Herhangi bir gök cisminin birim zamanda yayınladığı toplam enerji.

**Müyon:** Elektrona benzeyen, fakat elektrondan 207 kez daha ağır olan eksi yüklü kararsız bir temel parçacık.  $\mu$  ile gösterilir. Bazan mü mezonu olarak anılır; fakat gerçek mezonlar gibi güçlü olarak etkileşmez.

**Newton Sabiti:** Newton'un ve Einstein'ın kütle-çekim kuramlarının temel sabiti. G ile gösterilir. Newton kuramında, iki cisim arasındaki kütle-çekim kuvveti, G kere kütlelerin çarpımı bölü aradaki uzaklığın karesi'dir. G sabiti, metrik birimler cinsinden,  $6,67 \times 10^{-8}$  cm<sup>3</sup>/g.s.'ye eşittir.

**Nötrino:** Sadece zayıf ve kütle-çekim etkileşmelerine sahip, kütesiz ve elektrikçe yüksüz bir parçacık.  $\nu$  ile gösterilir. Nötrinolar en azından üç çeşittirler: Elektron tipi ( $\nu_e$ ), müyon tipi ( $\nu_\mu$ ) ve tau tipi ( $\nu_\tau$ ).

**Ortalama Serbest Yol:** Verilen bir parçacığın, içinde hareket ettiği ortamda ardarda yaptığı iki çarpışma arasında gittiği ortalama uzaklık. Ortalama serbest zaman ise, iki çarpışma arasında geçen ortalama zamandır.

**Öz Hareket:** Gök cisimlerinin bakış doğrultumuza dik doğrultudaki hareketleri nedeniyle gökteki konumlarının kayması. Genel olarak yılda yay saniyesi cinsinden ölçülür.

**Özel Görelilik:** Uzay zamanın Albert Einstein tarafından 1905'te ortaya konan yeni görünümü. Newton mekaniğinde olduğu gibi, farklı gözlemcilerin kullandığı uzay-zaman koordinatlarını birbirine bağlayan bir matematiksel dönüşümler cümlesi vardır; öyleki, tüm doğa yasaları bu gözlemcilere aynı görünür. Ne var ki, özel görelilikte uzay-zaman dönüşümleri, gözlemcilerin hızı ne olursa olsun, ışık hızını değişmez bırakan temel bir özelliğe sahiptir. Işık hızına yakın hızlı parçacıkları içeren her sistem görelidir (relativistik) denir ve Newton mekaniği yerine, özel göreliliğin kurallarına göre ele alınmalıdır.

**Parsek:** Astronomide uzaklık birimi. Paralaks'ı (Iraklık açısı, Dünya'nın Güneş etrafındaki hareketi nedeniyle gökteki yıllık kayma) bir yay saniyesi olan bir cismin uzaklığı olarak tanımlanır. pc şeklinde kısaltılır.  $3,0856 \times 10^{13}$  kilometre, ya da 3,2615 ışık yılına eşittir. Astronomi literatüründe genelde ışık yılına yeğlenir. Kozmolojide geleneksel birim bir milyon parsek ya da megaparsek'tir. (Kısaltılmışı: Mpc). Genelde Hubble sabiti, saniye başına megaparsek kilometre olarak verilir.

**Pauli Dışarlama İlkesi:** Aynı tip iki parçacığın kesin olarak aynı kuantum durumuna yerleşemeyeceğini ifade eden ilke. Bu ilkeye baryonlar ve leptonlar uyarlar; fotonlar ve mezonlar uymazlar.

**Pi Mezon:** En düşük kütleli hadron. Artı yüklü parçacık ( $\pi^+$ ), eksi yüklü karşıparçacığı ( $\pi^-$ ) ve birazcık daha hafif yüksüz parçacık ( $\pi^0$ ) olmak üzere üç çeşidi vardır. Bazan piyon olarak da adlandırılırlar.

**Planck Dağılımı:** Isısal dengedeki ışıınım için, yani karacisim ışıınımı için enerjinin dalgaboylarına göre dağılımı.

**Planck Sabiti:** Kuantum mekaniğinin temel sabiti.  $h$  ile gösterilir.  $6,625 \times 10^{-27}$  erg sn'ye eşittir. Planck sabiti, ilk kez 1900 yılında Planck'ın karacisim ışıınımı kuramında ortaya atıldı. Daha sonra Einstein'ın 1905'deki foton kuramında kendisini gösterdi: Bir fotonun enerjisi, Planck sabiti çarpı ışık hızı bölü dalgaboyudur. Bugün, Planck sabiti bölü  $2\pi$  şeklinde tanımlanan  $\hbar$  sabitinin kullanılması daha olağandır.

**Pozitron:** Elektronların artı yüklü karşıparçacığı.

**Proton:** Olağan atom çekirdeklerinde nötronlarla birlikte bulunan artı yüklü parçacık.  $p$  ile gösterilir. Hidrojenin çekirdeği bir protondan ibarettir.

**Rayleigh-Jeans Yasası:** Enerji yoğunluğu (birim dalgaboyu aralığı başına) ile dalgaboyu arasında, Planck dağılımının uzun dalgaboyu bölgesi için geçerli olan basit bağıntı. Bu bölgede enerji yoğunluğu, dalgaboyunun ters dördüncü kuvvetiyle orantılıdır.

**Rho Mezonu:** Aşırı kararsız birçok hadrondan biri.  $4,4 \times 10^{-24}$  saniyelik bir ortalama ömür ile iki tane pi mezona bozunur.

**Salt parlaklık:** (bkz mutlak parlaklık)

**Samanyolu:** Bizim gökadamızın düzlemini gösteren yıldızlar şeridinin halk dilindeki adı. Bazan gökadamızın adı olarak da kullanılır.

**Sefeid Değişenleri:** Mutlak parlaklığı, periyodu ve rengi arasında iyi tanımlanmış bir ilişki bulunan parlak değişen yıldızlar. Cepheus ("Kral") takım yıldızındaki  $\delta$  Cephei yıldızı anısına bu adı almışlardır. Oldukça yakın gökadalar için uzaklık göstergeleri olarak kullanılabilirler.

**Siyanür:** Karbon ve azottan oluşan CN bileşiği, Yıldızlararası uzayda görünür ışığın soğurulması sonucu bulundu.

**Spin:** Temel parçacıkların dönme durumunu betimleyen temel bir özellik. Kuantum mekaniğinin kurallarına göre, spin ancak belirli özel değerler alabilir; bu değerler bir tam sayı x Planck sabiti ya da bir tek tam sayının yarısı x Planck sabitidir.

**Stefan-Boltzmann Yasası:** Kara-cisim ışınlımında enerji yoğunluğu ile sıcaklığın dördüncü kuvveti arasında varolan orantılılık bağıntısı.

**Süpernovalar:** Muazzam yıldız patlamaları. Bu patlamalarda, bir yıldızın iç özeği dışında tümü yıldızlararası uzaya fırlatılır. Bir süpernova, Güneş'in bir milyar yılda yayınladığı kadar enerjiyi birkaç günde üretir. Bizim gökadamızda gözlenen son süpernova 1604'de Ophiuchus takım yıldızında Kepler (ayrıca Koreli ve Çinli saray astronomları) tarafından görüldü; fakat Cas A radyo kaynağının, çok daha yakın zamandaki bir süpernovaya ait olduğuna inanılıyor.

**Tipik Gökadalar:** Burada, bireysel hızı olmayan, dolayısıyla sadece evrenin genişlemesinin neden olduğu genel madde akışı ile hareket eden gökadaları belirtmek için kullanılır. Burada tipik parçacığa ya da tipik gözlemciye de aynı anlam verilir.

*Trityum:* Hidrojenin kararsız ağır izotopu  $H^3$ . Trityum çekirdekleri, bir proton ve iki nötrondan oluşmuştur.

*Ufuk:* Kozmolojide, daha ötesinden hiçbir ışık sinyalinin bize ulaşmak için henüz yeterli zaman bulamadığı uzaklık. Evren belirli bir yaşa sahipse, ufuğa olan uzaklık, bu yaş ke-re ışık hızı basamağındadır.

*Virgo Kümesi:* Virgo takım yıldızında 1000'den fazla gökadanın oluşturduğu dev bir küme. Bu küme yaklaşık olarak 1000 km/sn hızla bizden uzaklaşmakta ve uzaklığının 60 milyon ışık yılı olduğuna inanılmaktadır.

*Yavaşlama Parametresi:* Uzak gökadalara uzaklaşmasının azalma oranını belirten bir sayı.

*Yeniden Bileşim:* Atom çekirdekleri ve elektronların olağan atomlarını oluşturmak üzere birleşmeleri. Kozmolojide yeniden bileşim, daha çok özel olarak 3000 K dolayındaki sıcaklıkta helyum ve hidrojen atomlarının oluşmasını belirtmek için kullanılır.

*Yarı -Yıldızıl Nesneler:* Yıldız görünümlü ve çok küçük açısal boyutlu, fakat büyük kırmızıya kaymalı gök cisimleri sınıfı. Bazen kuazar, ya da güçlü radyo kaynakları olduklarında yarı-yıldızıl kaynaklar olarak adlandırılırlar.

*Yoğunluk:* Herhangi bir niceliğin birim hacimdeki miktarı. Kütle yoğunluğu, birim hacimdeki kütledir; buna yoğunlukla basitçe "yoğunluk" denir. Enerji yoğunluğu, birim hacim başına düşen enerjidir; sayı yoğunluğu ya da parçacık yoğunluğu ise birim hacim başına düşen parçacıkların sayısıdır.

*Zayıf Etkileşmeler:* Temel parçacık etkileşmelerinin dört genel sınıfından biri. Olağan enerjilerde, zayıf etkileşmeler, kütle çekimden çok daha güçlü olmakla birlikte, elektromanyetik ve güçlü etkileşmelerden çok zayıftır. Zayıf etkileşmeler, nötron ve müyon gibi parçacıkların oldukça yavaş bozunumlarından ve nötrinoları içeren tüm tepkimelerden sorumludurlar. Yaygın olarak inanılıyor ki, zayıf, elektromanyetik ve belki de güçlü etkileşmeler basit bir birleşik ayar alanı kuramının düşük enerjilerdeki görünümleridir.

## Matematiksel Ekler

Bu notlar, kitabın esas kısmında sunulan ve matematiksel olmayan açıklamaların altında yatan matematiğin bir kısmını görmek isteyen okuyucular için hazırlanmıştır. Kiptaki tartışmaları izleyebilmek için bu notları çalışma gereği duyulmamalıdır.

### Not 1.Doppler Etkisi

Bir ışık kaynağını, T periyodu ile ayrılmış düzenli aralıklarla terketmekte olan dalga tepeleri ele alalım. Eğer kaynak gözlemciden bir V hızı ile uzaklaşıyorsa, o zaman ardışık tepeler arasındaki süre içinde kaynak VT kadar yol alır. Bu, dalga tepesinin kaynaktan çıkıp gözlemciye ulaşması için gereken süreyi VT/c kadar arttırır; burada c ışık hızıdır. O halde ardışık dalga tepelerinin gözlemciye ulaştıkları zamanların arasındaki fark şudur:

$$T' = T + VT/c$$

Yayınlandığı zaman ışığın dalgaboyu

$$\lambda = cT$$

ve ışık gözlemciye ulaştığı zaman dalgaboyu

$$\lambda' = cT'$$

olduğuna göre, bu dalgaboylarının oranı şu olur:

$$\frac{\lambda'}{\lambda} = \frac{T'}{T} = 1 + \frac{V}{c}$$

Eğer kaynak gözlemciye yaklaşıyorsa aynı muhakeme geçerlidir, fakat bu kez V nin yerine -V gelir. ( Bu yalnız ışık dalgaları için değil her türlü dalga için geçerlidir.)

Örneğin, Virgo kümesinin gökadalari bizim gökadamızdan saniyede 1000 km hızla uzaklaşmaktadırlar. Işık hızı saniyede 300000 kilometredir. Dolayısıyla Virgo kümesinden gelen ışığın herhangi bir tayf çizgisinin  $\lambda'$  dalga boyu

onun normal değeri  $\lambda$  dan

$$\frac{\lambda'}{\lambda} = 1 + \frac{1000 \text{ km/s}}{300\,000 \text{ km/s}} = 1.0033$$

oranında daha büyüktür.

## **Not 2. Kritik Yoğunluk**

R yarıçapında bir gökadarlar küresi alalım. (Bu hesaplamanın amaçları için R yi gökada kümeleri arasındaki uzaklıktan büyük fakat bir bütün olarak evreni temsil eden herhangi bir uzaklıktan küçük almalıyız.) Bu kürenin kütlesi, hacmi ile kozmik yoğunluğun çarpımına eşittir:

$$M = \frac{4\pi R^3}{3} \rho$$

Newton'un kütle çekim yasası bu kürenin yüzeyindeki bir tipik gökadanın potansiyel enerjisini

$$P.E. = -\frac{mMG}{R} = -\frac{4\pi m R^2 \rho G}{3}$$

olarak verir, burada m gökadanın kütlesi, G Newton'un kütle çekim sabitidir:

$$G = 6.67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g.s}^2$$

Bu gökadanın hızı Hubble yasasına göre

$$V = HR$$

dir; burada H Hubble sabitidir. O halde gökadanın kinetik enerjisi

$$K.E. = \frac{1}{2} m V^2 = \frac{1}{2} m H^2 R^2$$

ile verilir. Gökadanın toplam enerjisi, kinetik enerjisi ile potansiyel enerjisinin toplamına eşittir:

$$E = K.E. + P.E. = m R^2 (1/2 H^2 - 4\pi/3 \rho G)$$

Evren genişledikçe bu kemiyet sabit kalmalıdır.

Eğer E negatif ise, gökada hiçbir zaman sonsuza kaçmaz; çünkü çok büyük uzaklıklarda potansiyel enerji dışlanabilecek duruma gelir. Bu durumda toplam enerji sadece kinetik enerjidir, halbuki kinetik enerji her zaman pozitiftir. Öte yandan, eğer E pozitif ise, gökada sonsuza ulaşabilir ve biraz da kinetik enerjisi kalır. O halde gökadanın ancak tam

kaçma hızına sahip olması için gereken koşul, E'nin sıfır olmasıdır; bu da

$$\frac{1}{2} H^2 = 4/3 \pi \rho G$$

demektir. Bir başka deyişle yoğunluk

$$\rho_k = 3H^2/8\pi G$$

değerini almalıdır. Bu kritik yoğunluktur. (Bu sonuç, burada Newton'un fiziksel ilkeleri kullanılarak çıkarıldıysa da, aslında evrenin içerikleri göreceli (relativistik) olduğu zaman da geçerlidir. Ancak bu kez  $\rho$ , toplam enerji yoğunluğu bölü  $c^2$  olarak yorumlanmalıdır.)

Örneğin, eğer H nin değeri bugün yoğunlukla kabul edilen 15 kilometre bölü saniye bölü milyon ışık yılı ise, ve bir ışık yılının  $9,46 \times 10^{12}$  kilometreye eşit olduğu anımsanırsa şunu buluruz:

$$\rho_k = \frac{3}{8\pi (6.67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g.s}^2)} \left( \frac{15 \text{ km/s} / 10^6 \text{ Y}}{9.46 \times 10^{12} \text{ km/Y}} \right)^2 = 4.5 \times 10^{-30} \text{ g/cm}^3$$

$6.02 \times 10^{23}$  çekirdek parçacığı tam bir gram gelmektedir; öyleyse bugünkü kritik yoğunluğun bu değeri,  $\text{cm}^3$  başına yaklaşık  $2,7 \times 10^{-6}$  çekirdek parçacığına, yani litre başına 0,0027 parçacığa karşılık gelir.

### **Not 3. Genişleme Zamanı Ölçekleri**

Şimdi evrenin parametrelerinin zamanla nasıl değiştiğini ele alalım. Bir t anında n kütleli bir tipik gökadanın gelişigüzel seçilmiş belli bir gökadadan, diyelim bizimkinden, R(t) kadar uzakta olduğunu varsayalım. Önceki matematiksel notta gördük ki, bu gökadanın toplam ( kinetik artı potansiyel) enerjisi,

$$E = mR^2(t) \left[ \frac{1}{2} H^2(t) - \frac{4}{3} \pi \rho(t) G \right]$$

Burada H(t) ve  $\rho(t)$  Hubble "sabit"inin ve kozmik kütle yoğunluğunun t anındaki değeridir. Bu E gerçek bir sabit olmalıdır. Ne var ki, aşağıda göreceğimiz gibi,  $R(t) \rightarrow 0$  oldukça,  $\rho(t)$  en az  $1/R^3(t)$  gibi artar; öyleyse R(t) sıfıra giderken

$\rho(t)R^2(t)$  en az  $1/R(t)$  nin büyüdüğü hızda büyür. O halde E enerjisini sabit tutmak için, parantez içindeki iki terim hemen hemen birbirini götürmelidir. Böylece  $R(t) \rightarrow 0$  için

$$\frac{1}{2}H^2(t) \rightarrow \frac{4}{3}\pi\rho(t)G$$

elde ederiz. Karakteristik genişleme zamanı sadece Hubble sabitinin tersidir, yani:

$$t_{gn} = \frac{1}{H(t)} = \sqrt{\frac{3}{8\pi\rho(t)G}}$$

Örneğin, Bölüm V'de birinci film karesi zamanında kütle yoğunluğu santimetre-küp başına 3,8 milyar gramdı. O halde genişleme zamanı şudur:

$$t_{gn} = \sqrt{\frac{3}{8\pi(3,8 \times 10^9 \text{ g/cm}^3)(6,67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g.s}^2)}} = 0,022 \text{ saniye}$$

Şimdi,  $\rho(t)$ ,  $R(t)$  ile nasıl değişir? Eğer kütle yoğunluğu baskın şekilde çekirdek parçacıklarının kütleleri oluşturuluyorsa (maddece baskın çağ), o zaman  $R(t)$  yarıçapıyla genişleyen küre içindeki toplam kütle, sadece o küre içindeki çekirdek parçacıklarının sayısı ile orantılıdır ve dolayısıyla sabit kalmalıdır:

$$\frac{4\pi}{3}\rho(t)R^3(t) = \text{sabit}$$

Dolayısıyla  $\rho(t)$ ,  $R^3(t)$  ile ters orantılıdır:

$$\rho(t) \propto 1/R^3(t)$$

( $\propto$  simgesi “....ile orantılı” demektir). Öte yandan, kütle yoğunluğunda ışıınım enerjisinin kütle karşılığı baskın ise (ışıınımca baskın çağ), o zaman  $\rho(t)$  sıcaklığın dördüncü kuvveti ile orantılıdır. Fakat sıcaklık  $1/R(t)$  gibi değişir, bu durumda  $\rho(t)$ ,  $R^4(t)$  ile ters orantılı olur:

$$\rho(t) \propto 1/R^4(t)$$

Maddece ve ışıınımca baskın çağları birlikte işleyebilmek için bu sonuçları

$$\rho(t) \propto [1/R(t)]^n$$

şeklinde yazacağız; burada

$$n = \begin{cases} 3 & \text{maddece baskın ça} \\ 4 & \text{ışıınımca baskın ça} \end{cases}$$

Yeri gelmişken,  $R(t) \rightarrow 0$  için,  $\rho(t)$  nin, söz verildiği gibi, gerçekten en az  $1/R^3(t)$  ile aynı hızla arttığına dikkat ediniz. Hubble sabiti  $\sqrt{\rho}$  ile orantılıdır, dolayısıyla

$$H(t) \propto [1/R(t)]^{n/2}$$

Tipik bir gökadanın hızı bu durumda şöyle olur:

$$V(t) = H(t)R(t) \propto R(t)^{1-n/2}$$

Difarensiyel hesabın basit bir sonucuna göre, ne zaman hız uzaklığın bir kuvveti ile orantılı olsa, o zaman bir noktadan bir başka noktaya gitmek için geçen süre uzaklığın hız oranındaki değişme ile orantılı olur. Daha kesin bir anlatımla,  $V$  nin  $R^{1-n/2}$  ile orantılı olduğu durumda, bu ifade

$$t_1 - t_2 = \frac{2}{n} \left[ \frac{R(t_1)}{V(t_1)} - \frac{R(t_2)}{V(t_2)} \right]$$

ya da

$$t_1 - t_2 = \frac{2}{n} \left[ \frac{1}{H(t_1)} - \frac{1}{H(t_2)} \right]$$

şeklinde dir.  $H(t)$  yi  $\rho(t)$  cinsinden ifade edersek, şunu buluruz:

$$t_1 - t_2 = \frac{2}{n} \sqrt{\frac{3}{8\pi G}} \left[ \frac{1}{\sqrt{\rho(t_1)}} - \frac{1}{\sqrt{\rho(t_2)}} \right]$$

O halde,  $n$  nin değeri ne olursa olsun, aradan geçen zaman yoğunluğun karekökünün tersindeki değişme ile orantılıdır.

Örneğin, elektronlarla pozitronlar birbirlerini yok ettikten sonraki ışıınımca baskın çağın tamamı boyunca, enerji yoğunluğu

$$\rho = 1.22 \times 10^{-35} T(K)^4 \text{ g/cm}^3$$

ile veriliyordu. (Matematik not 6'ya bakınız). Ayrıca burada  $n=4$  'dür. O halde evrenin 100 milyon dereceden 10 milyon dereceye kadar soğuması için gereken süre şu dur:

$$t = \frac{1}{2} \sqrt{\frac{3}{8\pi(6.67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g.s})}} \left[ \frac{1}{\sqrt{1.22 \times 10^{-35} \times 10^{28} \text{ g/cm}^3}} - \frac{1}{\sqrt{1.22 \times 10^{-35} \times 10^{32} \text{ g/cm}^3}} \right] = 1.90 \times 10^6 \text{ s} = 0.06 \text{ yıl}$$

Bizim bu genel sonucumuz, daha basit olarak şöyle ifade edilebilir: yoğunluğun çok yüksek bir değerden  $\rho$  değerine

$$\tau_n^2 \sqrt{\frac{3}{8\pi G\rho}} = \begin{cases} \frac{1}{2} t_{fn} \text{ uzmeyce baskın} \\ \frac{2}{3} t_{gn} \text{ maddece baskın} \end{cases}$$

( Eğer  $\rho(t_2) \gg \rho(t_1)$  ise,  $t_1-t_2$  yi veren formülümüzde ikinci terimi dışlayabiliriz.) Örneğin 3000 K'de fotonların ve nötrinoların kütle yoğunluğu  $\rho = 1.22 \times 10^{-15} \times (3000)^4 \text{ g/cm}^3 = 9.9 \times 10^{-22} \text{ g/cm}^3$  idi. Bu,  $10^8 \text{ K}$ 'deki ( ya da  $10^7 \text{ K}$ 'deki,  $10^6$  'deki) yoğunluktan o kadar çok küçüktür ki, evrenin çok yüksek erken sıcaklıklardan 3000 K kadar soğuması için gereken süre basitçe ( $n=4$  alarak)

$$\frac{1}{2} \sqrt{\frac{8\pi(6,67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g} \cdot \text{s}^2)(9,9 \times 10^{-22} \text{ g/cm}^3)}{3}} = 2,1 \times 10^{13} \text{ saniye} = 680.000 \text{ yıl}$$

olarak hesaplanabilir.

Evrenin yoğunluğunun  $\rho$  dan çok daha yüksek erken değerlerden bir  $\rho$  değerine düşmesi için gereken sürenin  $1/\rho$  ile orantılı olduğunu,  $\rho$  yoğunluğunun ise  $1/R^n$  ile orantılı olduğunu gördük. Bu süre, o halde  $R^{n/2}$  ile orantılıdır, yani bir başka deyişle

$$R\alpha t^{n/2} = \begin{cases} t^{1/2} \text{ maddece baskın ça} \\ t^{2/3} \text{ ınımca baskın ça} \end{cases}$$

Bu, hem kinetik hem de potansiyel enerjinin azalarak kendi toplamı olan toplam enerjiyle, aynı mertebeye ininceye kadar geçerli kalır.

Bölüm II'de değinildiği gibi, başlangıçtan herhangi bir  $t$  zaman sonra  $ct$  mertebesinde bir uzaklıkta bir ufuk vardır, bu ufkun ötesinden henüz bize hiçbir bilgi ulaşmamıştır. şimdi görüyoruz ki,  $t \rightarrow 0$  için,  $R(t)$  ufka olan uzaklıktan daha yavaş sıfır olmaktadır; öyleyse yeterince erken bir zamanda verilen herhangi bir "tipik" parçacık ufkun ötesinde bulunur.

#### **Not 4. Karacisim Işınımlı**

Planck dağılımı, birim hacimde  $\lambda$  dan  $\lambda + d\lambda$  ya kadar olan dar bir dalgaboyu aralığında, du karacisim ışınlamı enerjisini

$$du = \frac{8\pi hc}{\lambda^5} d\lambda / (e^{hc/\lambda T} - 1)$$

şeklinde verir. Burada T sıcaklık; k Boltzmann sabiti ( $1,38 \times 10^{-16}$  erg/K), c ışık hızı (299729 km/s) ve e ise 2,718 değerine sahip bir sayısal sabittir. h Planck sabiti ( $6,625 \times 10^{-27}$  erg.s) olup başlangıçta Max Planck tarafından bu denkleme denklemin bir parçası olarak konmuştur.

Uzun dalgaboyları için, Planck dağılımının paydası

$$e^{hc/\lambda T} - 1 \approx \frac{hc}{kT\lambda}$$

şeklinde yaklaştırılabilir. O halde bu dalgaboyu bölgesinde Planck dağılımı şunu verir:

$$du = \frac{8\pi kT}{\lambda^4} d\lambda$$

Bu *Rayleigh - Jeans formülü*'dür. Eğer bu formül istenildiği kadar küçük dalgaboylarına dek geçerli olsa,  $\lambda \rightarrow 0$  için  $du/d\lambda$  sonsuz olur.

İyi ki,  $du$  için Planck formülü

$$\lambda = 0,2014052 \text{ hc/kT}$$

ile verilen dalgaboyunda bir maksimuma ulaşır ve sonra küçülen dalgaboyu ile hızla azalır. Karacisim ışınımındaki toplam enerji yoğunluğu şu integralle verilir:

$$u = \int_0^\infty \frac{8\pi hc}{\lambda^5} d\lambda / (e^{hc/\lambda T} - 1)$$

Bu çeşit integraller, belirli integrallerin standart çizelgelerinden bulunabilir; sonuç şudur:

$$u = \frac{8\pi^5 (kT)^4}{15 (hc)^3} = 7,56464 \times 10^{-15} T(K)^4 \text{ erg/cm}^3$$

Bu *Stefan - Boltzmann Yasası* 'dır.

Planck dağılımını ışık kuantumları (parçacıkları) yani fotonlar cinsinden kolayca yorumlayabiliriz. Her foton  $E = hc/\lambda$  formülü ile verilen bir enerjiye sahiptir. O halde, karacisim ışınımının  $\lambda$  dan  $\lambda + d\lambda$  ya kadar olan dar bir dalgaboyu aralığında, birim hacimdeki  $dN$  foton sayısı şudur:

$$dN = \frac{du}{hc/\lambda} = \frac{8\pi}{\lambda^4} \frac{d\lambda}{e^{hc/\lambda T} - 1}$$

Buna göre birim hacimdeki toplam foton sayısı

$$N = \int_0^\infty dN = 60,42198 \left( \frac{kT}{hc} \right)^3 = 20,28 T(k)^3 \text{ foton/cm}^3$$

kadardır. Ortalama foton enerjisi ise şudur:

$$E_{\text{ortalama}} = \frac{u}{N} = 3,73 \times 10^{-16} T(K) \text{ erg}$$

Şimdi, genişleyen bir evrende karacisim ışınlımına ne olduğuna bakalım. Evrenin büyüklüğünün bir  $f$  çarpanı kadar değiştiğini varsayalım; örneğin büyüklük iki kat artarsa o zaman  $f=2$  'dir. Bölüm II'de gördüğümüz gibi, dalga-boyu evrenin büyüklüğü ile orantılı olarak değişip yeni bir değer alır:  $\lambda' = f\lambda$

Genişlemeden sonra  $\lambda'$  ile  $\lambda' + d\lambda'$  yeni dalgaboyu aralığındaki enerji yoğunluğu  $du'$ , eski  $\lambda$  ile  $\lambda + d\lambda$  dalgaboyu aralığındaki ilk enerji yoğunluğu  $du$  dan, farklı iki nedenle, daha azdır:

1. Evrenin hacmi  $f^3$  çarpanı kadar arttığına göre, hiçbir foton yaratılmadığı ya da yok edilmediği sürece, birim hacimdeki foton sayısı  $1/f^3$  çarpanı kadar azalmıştır.

2. Her fotonun enerjisi, kendi dalgaboyu ile ters orantılıdır; dolayısıyla  $1/f$  çarpanı kadar azalır.

Buradan, enerji yoğunluğunun  $1/f^3$  kere  $1/f$  yani net olarak  $1/f^4$  çarpanı kadar azaldığı sonucu çıkar:

$$du' = \frac{1}{f^4} du = \frac{8\pi hc}{\lambda^5 f^4} d\lambda' e^{hc/\lambda T} - 1$$

Bu formülü yeni dalgaboyu  $\lambda'$  cinsinden yazarsak

$$du' = \frac{8\pi hc}{\lambda'^5} d\lambda' e^{hc/f\lambda T} - 1$$

olur. Fakat bu,  $\lambda$  ve  $d\lambda$  cinsinden  $du$  nun eski formülü ile aynıdır, sadece  $T$  sıcaklığı yerine

$$T' = \frac{T}{f}$$

ile verilen yeni bir sıcaklık gelmiştir. O halde, özgürce geniş-

leyen karacisim ışınlımı Planck formülü ile betimlenmesini sürdürür ancak sıcaklığı genişleme ölçeği ile ters orantılı olarak azalır.

### **Not 5. Jeans Kütle**

Bir madde topaklanmasının kütsel çekimle bağı bir sistem oluşturmaları için, kütle çekimi potansiyel enerjisinin iç ısısal enerjisini aşması gerekir.  $r$  yarıçaplı ve  $M$  kütseli bir topağın çekimsel potansiyel enerjisi

$$P.E. = -\frac{GM^2}{r}$$

mertesindedir. Birim hacım başına iç enerji  $p$  basıncıyla doğru orantılıdır, öyleyse toplam iç enerji

$$.E. = pr^3$$

mertesindedir. O halde, eğer

$$\frac{GM^2}{r} \gg pr^3$$

ise kütsel çekim altında topaklanmaya izin vardır. Fakat verilen bir  $\rho$  yoğunluğu için  $r$  yi

$$M = \frac{4\pi}{3} \rho r^3$$

formülü yardımıyla  $M$  cinsinden ifade edebiliriz. Dolayısıyla kütsel çekim altında topaklanma koşulu,

$$GM^2 \gg p \left( \frac{M}{\rho} \right)^{4/3}$$

ya da bir başka ifade ile

$$M \gg M_J$$

şeklinde yazılabilir, burada  $M_J$  (önemsiz bir sayısal çarpan hariç) *Jeans Kütle* olarak bilinen niceliktir:

$$M_J = \frac{\rho^{3/2}}{G^{3/2} p^2}$$

Örneğin, hidrojenin yeniden birleşmesinden hemen önce, kütle yoğunluğu  $9.9 \times 10^{-22} \text{ g/cm}^3$  idi, (bkz. Matematiksel Not3) ve basınç

$$p = \frac{1}{3} c^2 \rho = 0.3 \text{ g/cm}^2$$

idi.

Jeans kütlesi dolayısıyla

$$M_J = \left( \frac{0.3 \text{ g/cm}^2}{6.67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g}^2} \right)^{3/2} \left( \frac{1}{9.9 \times 10^{-22} \text{ g/cm}^3} \right)^{1/2} = 9.7 \times 10^{51} \text{ g} = 5 \times 10^{18} M_\odot$$

kadardı; burada  $M_\odot$  bir Güneş kütlesidir. (Karşılaştırma bakımından, bizim gökadamızın kütlesi  $10^{11} M_\odot$  dir.) Birleşmeden sonra basınç  $10^9$  çarpanı kadar azaldı, o halde Jeans kütlesi azalıp

$$M_J = (10^{-9})^{3/2} \times 5 \times 10^{18} M_\odot = 1.6 \times 10^5 M_\odot$$

oldu. Şurası ilginçtir ki, bu, kabaca bizim gökadamızdaki büyük küresel kümelerin kütlesi kadardır.

### **Not 6. Nötrino Sıcaklığı ve Yoğunluğu**

Isısal denge korunduğu sürece, “entropi” diye bilinen niceğin toplam değeri aynı kalır. Buradaki amacımız için yeterli bir yaklaşıklıkla, bir T sıcaklığında birim hacim başına entropi S

$$S \propto N_T T^3$$

ile verilir; burada  $N_T$ , ısısal dengede olan ve eşik sıcaklığı T nin altında kalan parçacıkların türlerinin etkin sayısıdır. Toplam entropiyi sabit tutabilmek için S evrenin büyüklüğünün kübüyle ters orantılı olmalıdır. Yani, eğer R herhangi iki tipik parçacık arasındaki uzaklık ise, o zaman

$$SR^3 \propto N_T T^3 R^3 = \text{sabit}$$

Elektronlarla pozitronların birbirlerini yok etmelerinden hemen önce ( $5 \times 10^9 \text{ K}$  yöresinde), nötrinolarla karşınötrinolar evrenin geri kalanıyla ısısal denge durumundan çıkmışlardı; böylece dengede olan ve bol sayılarda bulunan parçacıklar sadece elektron, pozitron ve foton idi. Tablo 1’e başvurursak, yok etme işleminden önce parçacık türlerinin etkin toplam sayısının şu olduğunu görürüz:

$$N_{\text{ener}} = \frac{7}{2} + 2 = \frac{11}{2}$$

Öte yandan, dördüncü film karesinde pozitronlarla elektronların yok olmalarından sonra bol sayıda ve dengede olan parçacıklar sadece elektronlardı. Parçacık türlerinin etkin sayısı o durumda basitçe

$$N_{\text{sonra}}=2$$

idi. Öyleyse entropinin korunumundan şu çıkar:

$$\frac{11}{2}(TR)_{\text{önce}}^3=2(TR)_{\text{sonra}}^3$$

Yani elektronlarla pozitronların yok olmasıyla üretilen ısı TR niceliğini

$$\frac{(TR)_{\text{sonra}}}{(TR)_{\text{önce}}}=\left(\frac{11}{4}\right)^{1/3}=1.401$$

oranında artırır.

Elektronlarla pozitronlar yok olmadan önce nötrino sıcaklığı  $T_\nu$ , foton sıcaklığı  $T$  ile aynı idi. Fakat o zamandan sonra  $T_\nu$  basitçe  $1/R$  gibi azaldı; dolayısıyla daha sonraki bütün zamanlarda,  $T_\nu R$ , yok olma sürecinden önceki TR nin değerine eşitti:

$$(T_\nu R)_{\text{sonra}}=(T_\nu R)_{\text{önce}}=(TR)_{\text{önce}}$$

Dolayısıyla, yok olma süreci tamamlandıktan sonra, foton sıcaklığının nötrino sıcaklığından

$$(T/T_\nu)_{\text{sonra}}=\frac{(TR)_{\text{sonra}}}{(T_\nu R)_{\text{önce}}}=\left(\frac{11}{4}\right)^{1/3}=1.401$$

çarpanı kadar daha büyük olduğu sonucunu çıkarıyoruz.

Isısal dengede olmamalarına karşın, nötrinolar ve karşı-nötrinolar kozmik enerji yoğunluğuna önemli bir katkıda bulunurlar. Nötrino ve karşınötrinoların etkin tür sayısı, fotonların etkin tür sayısının  $7/2$  si ya da  $7/4$  ü dür. (İki adet foton spin durumu vardır.) Öte yandan, nötrino sıcaklığının dördüncü kuvveti, foton sıcaklığının dördüncü kuvvetinden  $(4/11)^{4/3}$  çarpanı kadar daha küçüktür. O halde nötrino ve karşınötrinoların enerji yoğunluğunun fotonların enerji yoğunluğuna oranı şu olur:

$$u_\nu/u_\gamma=\frac{7}{4}\left(\frac{4}{11}\right)^{4/3}=0.4542$$

Stefan-Boltzmann yasası (bkz Bölüm III) bize, *foton* sıcak-

lığı  $T$  iken foton enerji yoğunluğunu şöyle verir:

$$u_r = 7,5641 \times 10^{-16} \text{ erg/cm}^3 \times [T(K)]^4$$

O halde elektron- pozitron yok olmasından sonraki toplam enerji yoğunluğu şudur:

$$u = u_r + u_e = 1,4542 u_r = 1,100 \times 10^{-16} \text{ erg/cm}^3 [T(K)]^4$$

Işık hızının karesiyle bölerek, bunu eşdeğer kütle yoğunluğuna çevirebiliriz ve şunu buluruz:

$$\rho = u/c^2 = 1,22 \times 10^{-35} \text{ g/cm}^3 [T(K)]^4$$

*“İlk saniyenin, ilk dakikanın,  
ya da ilk yılın sonunda  
evrenin neye benzediğini  
söyleyebilmek müthiş bir şeydir.*

*Bir fizikçi için,  
işleri sayılara dökebilmek,  
filanca zamanda evrenin sıcaklığı,  
yoğunluğu ve kimyasal bileşimi  
filanca değerlerdeydi diyebilmek  
keyif vericidir.*

*Doğru, tüm bunlardan  
kesin olarak emin değiliz,  
ama artık bu tür şeylerden  
çok güvenle olmasa da  
söz edebilmemiz heyecan vericidir.*

*Okuyucuya iletmek istediğim,  
işte bu heyecandır.”*

S. Weinberg

ISBN 975-013-017-0



Eden 250.000 TL

Basılı fiyatından farklı satılmaz