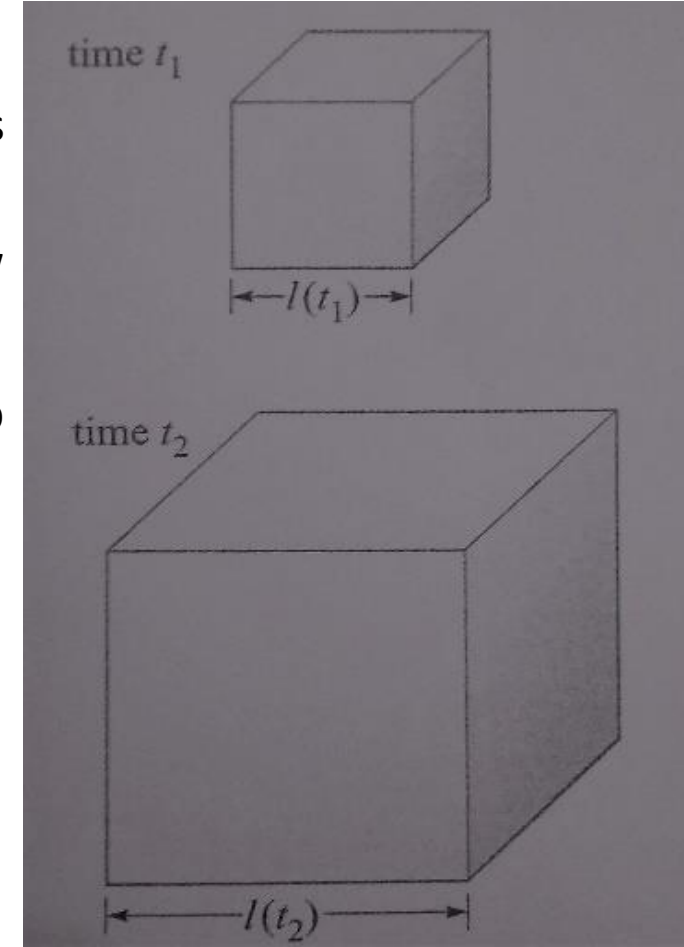


# Big Bang Kozmolojisi ve Evrimleşen Evren

- Evren modelleri, ölçek faktörünün düzgün bir ışınım ve madde dağılımına sahip bir Evrende nasıl değiştiğini tanımlamaktadır.
- Ancak bu bileşenlerin özellikleri ve davranışlarıyla çok az alakalıdır.
- Örneğin, Evrendeki maddeyi oluşturan parçacıklar arasındaki ilişkiler gibi mikroskobik süreçlerin sonuçlarını açıklamazlar.
- Ancak bu etkileşimler kozmolojide önemli bir rol oynarlar.
- Mesela, kozmolojik teoriler, Evrendeki çoğu yıldızın %75 hidrojen, %25 helyumdan oluşan bir kompozisyona sahip olduğu sonucu için bir açıklama sağlamaktadır.
- Helyumu oluşturan sürecin temel bir yönü, Evren tarihinde erken bir dönemde parçacıklar ve çekirdekler arasındaki etkileşimleri içermesidir.
- Dolayısıyla, Evrenin evrimi hakkında bir anlayış geliştirmek için küçük ölçeklerde fiziksel süreçler göz önüne alınmalıdır.
- Bununla birlikte, asıl odak, ilk çekirdeğin ve ilk nötr atomlarının oluşumuna sahne olan Evren tarihinde çok erken zamanlardan günümüzdeki Evrende gözlediğimiz geniş ölçekli yapıların doğmasına neden olan kütle çekim kümelenmesinin olduğu döneme kadar kronolojik bir diziliş takip etmektir.

- İlk bakışta, Evren modellerinin maddenin küçük ölçekli davranışıyla ilgili varsayımlarda bulunmak için kullanılması mümkün değil gibi görünmektedir.
- Kozmolojik modeller ölçek faktörünün zamanla nasıl değiştiğini tanımlamaktadır.
- Yapılan büyük tahminlerden biri Evrendeki maddenin düzgün olarak dağıldığıdır.
- Bu varsayım Evrenin büyük ölçekli dinamik davranışını küçük ölçekli etkilere bağlamanın anahtarıdır.
- Neden böyle olduğunu anlamak için belirli bir zamanda hayali bir küp ile ilişkilendirilmiş bir evren düşünmek gerekir.
- Ayrıca, her bir zamanda küp içindeki madde evrimi, ölçek katsayısı  $R(t)$  olan bazı FRW modelleri kullanılarak takip edilmektedir.
- Bunu yapmak için küpün kenarları model Evrenin genişlemesini veya daralmasını takip etmelidir.



**SORU:** Küpün her bir kenarı  $L$  uzunluğundadır. Kp, model Evrendeki genişleme ya da daralmayı takip ediyorsa her bir kenarın uzunluğu zamanla nasıl değişir?

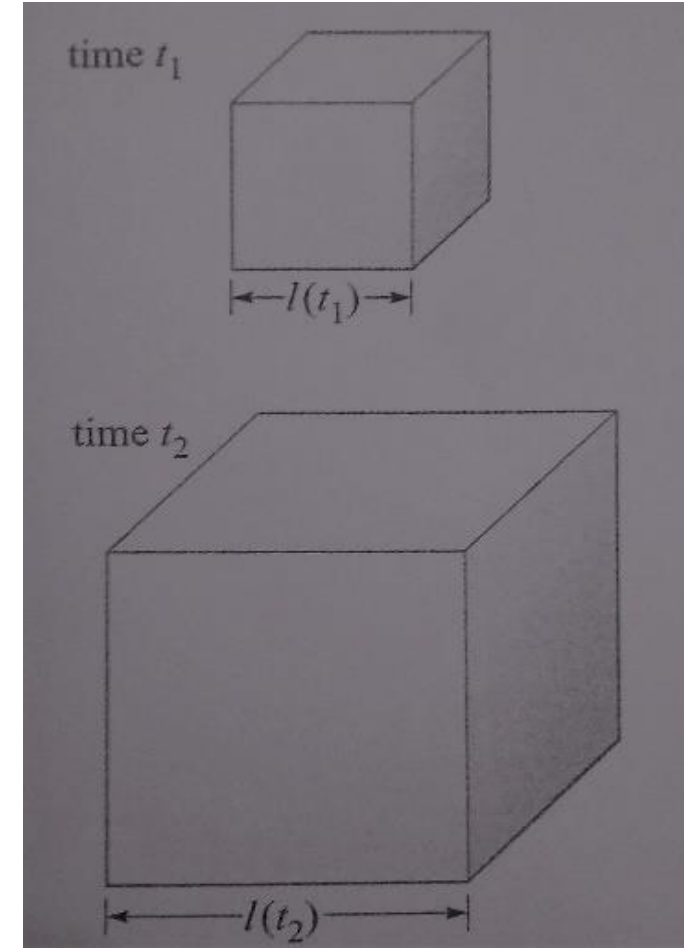
**CEVAP:** Küpün her bir kenar uzunluğu, ölçek katsayısıyla orantılı olmalıdır. Yani  $L \propto R(t)$ 'dir.

- Böylece, küpün hacmi ( $L^3$ ) herhangi bir  $t$  anında  $R(t) \times R(t) \times R(t) = (R(t))^3$  ile orantılıdır.
- Hacimdeki değişim şekilde verilmiştir.
- Burada küp hacmi seçilmiş olsa bile, model Evrendeki genişleme ve daralmayı takip eden herhangi bir şeklin hacmi  $V \propto (R(t))^3$  olacaktır.
- Bu hacim bir **komoving hacmi** olarak adlandırılır.
- Küp gibi komoving bir bölgenin hacmi, ölçek katsayısı değiştikçe değiştiği fakat içindeki madde,  $M$ , sabit kaldığı için, komoving hacim içindeki  $\rho_m$  madde yoğunluğu ölçek katsayısıyla değişir.
- Aslında,

$$\rho_m = \frac{M}{V} \propto \frac{1}{(R(t))^3}$$

madde yoğunluğu, mikroskobik bir ölçekte parçacıklar arasındaki etkileşimlerin nasıl geliştiğini elde etmek açısından önemli bir fiziksel parametredir.

- Örneğin, bir gaz örneğindeki moleküllerin birbiriyle çarpışma oranı gaz yoğunluğu arttıkça artar.
- Dolayısıyla, geniş ölçekli davranış küçük ölçekli etkilerle alakalıdır.



- Özellikle, madde dağılımı 200 Mpc'den daha büyük ölçekler göz önüne alındığında homojendir.
- Evrene daha küçük ölçeklerde bakıldığında, büyük yoğunluk değişimleri görülmektedir.
- Dolayısıyla, Evrendeki maddenin ortalama yoğunluğu pratik olarak kullanmak için kısıtlı bir nicelik gibi görülmektedir.
- Ancak, uzak geçmişte Evrendeki maddenin göreceli olarak küçük ölçeklerde bile günümüze göre daha düzgün dağıldığına dair kanıtlar vardır.
- Öyle zamanlarda ortalama yoğunluk maddenin küçük ölçekli davranışlarıyla ilişkilidir.
- $\rho_m \propto \frac{1}{(R(t))^3}$  denkleminde verilen ölçek katsayısı ve yoğunluk arasındaki ilişki herhangi bir kozmolojik model için doğrudur.
- Bu modellerin çoğu  $t = 0$  zamanında bir  $R = 0$  ölçek katsayısıyla karakterize edilmektedir.
- Böyle bir modelin erken genişleme evresi, Big Bang olarak tanımlanmaktadır.

- Kozmolojik kanıtlar, Big Bang evresinin gerçekleştiği bir evren modelini önermektedir.
- Dolayısıyla, Big Bang modeli, Evren için daha kabul edilir bir model olarak dikkate alınmaktadır.
- Denklemden yola çıkarak elde edilecek ilk sonuç, bir Big Bang modelinde Evrenin tarihideki erken dönemler ( $R(t)$  oldukça küçükken) yüksek yoğunluklarla karakterize edilebilir şeklindedir.
- Matematiksel ilişki,  $\rho_m \propto \frac{1}{(R(t))^3}$  ,  $R = 0$  iken sonsuz bir yoğunluğu ifade etmektedir.

# Evrenin Isısal Tarihi

- Sıcaklık, parçacık etkileşimlerindeki anahtar bir fiziksel parametredir.
- Maddenin sıcaklığı, dev moleküler bulutlarda mutlak sıfırın üstünde birkaç dereceden sıra dışı astrofiziksel çevrelerde bulunan  $10^7$  K sıcaklığa kadar olabilir.
- Fakat Evrendeki madde sıcaklığını değil, Evreni kaplayan ışınımı tanımlayan kozmik bir sıcaklık vardır.
- Bugün kozmik mikrodalga arka plan (CMB) olarak gözlenen bu ışınım, modern kozmolojide önemli bir rol oynar.

# Arka plan Işınım Sıcaklığı

- Kozmik mikrodalga arka plan ışınımı, **Evrendeki ışınım içeriğine en önemli katkıyı sağlamaktadır.**
- CMB'nin tayfsal akı yoğunluğu, **1 mm civarındaki dalgalarda** pik yapmaktadır (Şekil).
- Şekilde gösterilen bu tayfın şekli oldukça önemlidir.
- Bu tayf, belirli bir sıcaklıkla ilişkilendirilebilen **kara cisim tayfıdır.**
- Verilen herhangi bir kara cisim tayfı tarafından gösterilen karakteristik T sıcaklığı, tayfsal akı yoğunluğu  $F_\lambda$ 'nın maksimum olduğu  $\lambda_{max}$  dalga boyu ile ilişkilidir.
- Wien kayma yasasına göre;

$$\lambda_{max} = \frac{2.90 \times 10^{-3}}{T} \text{ (m K)}$$



**SORU:** Kozmik mikrodalga arka plan ışıınının karakteristik sıcaklığını hesaplayınız

**CEVAP:**

$$T(K) = \frac{2.90 \times 10^{-3}}{\lambda_{max} (m)}$$

$$\lambda_{max} = 1mm = 1 \times 10^{-3} m$$

$$T(K) = \frac{2.90 \times 10^{-3}}{1 \times 10^{-3}} = 2.90 K$$

- Dolayısıyla, kozmik mikrodalga arka plan ışıınının sıcaklığı yaklaşık 3 K'dır.
- Detaylı tayfsal ölçümler, CMB'nin sıcaklığını yüksek doğrulukla elde etmek için kullanılmakta ve  $T = 2.725 \pm 0.002 K$  olarak bu sıcaklığı vermektedir.

- İlk bakışta CMB'nin bir kara cisim tayfını takip etmesi biraz karmaşıktır.
- Kara cisim tayfları, fotonların madde tarafından sürekli olarak soğurulması ve tekrar salınmasıyla oluşurlar.
- Ancak, yakın Evrendeki madde CMB fotonlarına karşı transparandır.
- Dolayısıyla, temel olarak madde ve fotonlar arasında etkileşim yoktur
- Dolayısıyla, eğer CMB ışınım ve maddenin etkileşiminden oluşuyorsa bu nasıl meydana gelmektedir?
- Bunu anlamak için Evrenin genişlemesinin CMB fotonları üzerindeki etkisi göz önüne alınmalıdır.

# Arka Plan Işınımının Sıcaklık Evrimi

- Mikrodalga arka planın kökeniyle ilgili bir ipucu, fotonların kozmolojik kırmızıya kaymasında yatmaktadır.
- Evrenin genişlemesinin tek bir foton üzerindeki etkisi, dalga boyunu attırmasıdır.
- Şu an gözlenen bir fotonun  $\lambda_0$  dalga boyu (ölçek katsayısı  $R(t_0)$  değerine sahip olduğunda) ile ölçek katsayısı  $R(t)$  olduğunda fotonun sahip olduğu  $\lambda$  dalga boyu;

$$\frac{\lambda}{\lambda_0} = \frac{R(t)}{R(t_0)}$$

- Dolayısıyla, ölçek katsayısı şimdikinden küçük olduğunda kozmik dalga arka planda şimdi görünen fotonların dalga boyları daha küçüktür.
- Aslında, CMB olarak şimdi gözlenen arka plan ışınımı, ölçek faktörü çok küçük olduğunda, elektromanyetik tayfın başka bir bölümünde pik yapmış olurdu.
- Bu nedenle, **kozmetik arka plan ışınımı** kavramı kozmik tarihte herhangi bir zamanda bu ışınımı göstermek için kullanılmaktadır.
- CMB, kozmik arka plan ışınımının şu anki zamanda gözlenebilir şeklidir.

**SORU:** Bir mikrodalga arka plan fotonu  $\lambda = 1\text{mm}$  dalgaboyuna sahipse bu fotonun ölçek faktörü şimdiki değerinden 1000 kat küçük olduğundaki dalga boyu kaç olurdu?

**CEVAP:**

$$\lambda_{max} = 1\text{mm}$$
$$\frac{R(t)}{R(t_0)} = \frac{1}{1000}$$
$$\lambda = \frac{10^{-3}}{1000} = 10^{-6} \text{ m}$$

- Dolayısıyla, ölçek katsayısı şimdikinden 1000 kat küçük olduğunda, CMB'nin şu an maksimumunda olan **fotonlar  $10^{-6} \text{ m}$  dalga boyuna sahip** olurlardı.
- **Bu da tayfın yakın kırmızı öte bölgesine düşmesine neden olurdu.**

- Dolayısıyla, yüksek kırmızıya kaymada, kozmik arkaplan ışınımında **fotonların dalgaboyları günümüzdekinden çok daha kısa olurdu ve sonuç olarak fotonlar ve madde arasındaki etkileşimler çok daha olası hale gelirdi.**
- Ancak, bu etkileşimden bahsetmeden önce kırmızıya kaymış tayfın şeklini göz önüne almak gerekmektedir.
- Kara cisim tayfının önemli bir özelliği, eğer böyle bir tayfı oluşturan **fotonların tamamı aynı miktarda kırmızıya kaymışsa, tayf kara cisim tayfı** olarak kalacaktır.
- Tayfın maksimum noktasını oluşturan dalgaboyunda bulunan fotonlar her zaman maksimumda olacak ama maksimumun dalgaboyu değişecektir.
- Bu  $\lambda_{max}$  dalga boyunun, ölçek faktörü ile değişmesi

$$\frac{\lambda}{\lambda_0} = \frac{R(t)}{R(t_0)}$$

denklemleriyle verilmektedir.  $R(t_0)$  ve  $\lambda_0$ ,  $R(t)$  ve  $\lambda$  değerlerinin günümüz değerleridir.

- Bu denklem aşağıdaki şekilde tekrar yazılacak olursa;

$$\lambda_{max} \propto R(t)$$

- Ancak, bir kara cisim tayfının sıcaklığı emisyonun maksimum dalgaboyuyla Wien kayma yasaları yoluyla ilişkilidir.
- Dolayısıyla, denklem;

$$T \propto \frac{1}{\lambda_{max}}$$

şeklinde düzenlenebilir.

- $\lambda_{max}$  ve ölçek katsayısı arasındaki ilişki kullanılarak;

$$T \propto \frac{1}{R(t)}$$

olarak verilebilir.

- Herhangi bir zamanda kozmik arkaplan ışınımının sıcaklığı o zamandaki ölçek katsayısı ile ters orantılıdır.

- Bu ilişki önemlidir, çünkü temel olarak, herhangi bir kozmolojik model için herhangi bir zamanda arka plan ışınımının sıcaklığının hesaplanmasına izin vermektedir.
- Farklı kozmolojik modeller zamanın bir fonksiyonu olarak ölçek faktörü R için farklı ilişkiler sunmaktadır.
- Ölçek faktörünün zamanla nasıl değiştiği bilinmese bile,  $T \propto \frac{1}{R(t)}$  denklemi, eğer ölçek faktörü bir zamanlar şimdikinden çok daha küçükse o zamandaki arka plan ışınımının sıcaklığının şimdikinden çok daha yüksek olacağını gösterir.
- Ancak,  $T \propto \frac{1}{R(t)}$  denkleminin uygulanmasında bir problem vardır. Aşağıdaki soruyla bu probleme dikkat çekilmektedir.

**SORU:** Eğer ölçek katsayısı sıfır değerine sahip olsaydı Evrenin öngörülen sıcaklığı ne olurdu?

**CEVAP:**

$$T \propto \frac{1}{R(t)}$$

olduğu için, eğer  $R = 0$  olsaydı T öngörülen sıcaklığı sonsuz olurdu.

**SORU:** Lemaitre kozmolojik modeli ( $\Lambda > \Lambda_E$ ) ve  $k = +1$  için aşağıdaki şekli ve  $T \propto \frac{1}{R(t)}$  denklemini kullanarak kozmik arka plan ışınımının sıcaklığının zamanla yaklaşık olarak nasıl değiştiğini gösteren ilgili  $T(t)$  eğrisini çiziniz.

### CEVAP:

- $T$ 'nin zamanla nasıl değiştiğine ilişkin böyle bir grafiği çizmek için, sıcaklık ve ölçek faktörü arasındaki ilişkiden faydalanmak gerekmektedir.
- Bu ilişki  $T \propto \frac{1}{R(t)}$  olarak verilmektedir.  $T$ 'nin değişim eğrisi kesin olmak zorunda değil ancak sıcaklığın zamanla nasıl değiştiğine ilişkin önemli noktaları içermelidir.
- Bunu yapmanın yolu, ilişkili bir  $R(t)$  eğrisinde A, B, C ve D şeklinde gösterilen belirli noktaları göz önünde bulundurmadır.
- Her bir noktada,  $T \propto \frac{1}{R(t)}$  denklemi kullanılarak  $T$ 'nin davranışı çıkarılır.
- Bu bilgi daha sonra grafiğe aktarılır. Verilen noktalar için  $T$  ile ilgili çıkarımlar tabloda verilmiştir.



Zaman	Bu zamanda R'nin davranışı	Bu zamanda T'nin davranışı
A	$R = 0$	$T = 1/R = \infty$
B	R belirli bir değere kadar artar ve zamanla daha fazla değişim göstermez.	T belirli bir değere kadar azalmalıdır ve zamanla sadece yavaş bir değişim göstermelidir
C	R, B noktasında olduğundan biraz daha büyük bir değere sahiptir.	T, B noktasında olduğundan biraz daha küçük bir değere sahip olmalıdır.
D	R çok yüksek değerlere doğru artar	T çok düşük değerlere azalmalıdır.

Bu noktadan sonra çizime geçilebilir. A zamanında başlayan sonsuz bir sıcaklık çizilemeyeceği için, basit olarak çok yüksek bir değere sahip T değeri gösterilir. B noktasında sonlu bir sıcaklık değeri seçilir. C noktasındaki sıcaklık B noktasınıninkinden biraz daha düşüktür. Son olarak, D zamanında sıcaklık çok düşük değerlere azalır.

**SORU:**  $k = 0$  olan tüm FRW modelleri için  $T \propto \frac{1}{R(t)}$  denklemini kullanarak kozmik arkaplan ışınımının sıcaklığının zamana göre değişimini yaklaşık olarak çiziniz?

**CEVAP:**

**$k = 0, \Lambda < 0$  modeli**

Ölçek faktörü  $R$ 'nin A, B ve C zamanlarındaki davranışı ve bu zamanlardaki  $T$ 'nin çıkarımsal davranışı tabloda özetlenirse;

Zaman	Bu zamanda $R$ 'nin davranışı	Bu zamanda $T$ 'nin davranışı
A	$R = 0$	$T = 1/R = \infty$
B	$R$ bir maksimum değere kadar artar ve zamanla daha fazla değişim göstermez.	$T$ bir minimum değere kadar azalmalıdır ve zamanla sadece yavaş bir değişim göstermelidir
C	$R = 0$	$T = 1/R = \infty$

**R**

**T**

## **$k = 0, \Lambda = 0$ modeli (Einstein - de Sitter modeli)**

Zaman	Bu zamanda R'nin davranışı	Bu zamanda T'nin davranışı
A	$R = 0$	$T = 1/R = \infty$
B	R hızla artar	T hızla yavaşlamalıdır
C	R yavaşça artar	T yavaşça azalmalıdır

R

T

## $k = 0, \Lambda = \Lambda_E$ modeli

Zaman	Bu zamanda R'nin davranışı	Bu zamanda T'nin davranışı
A	$R = 0$	$T = 1/R = \infty$
B	R hızla artar	T hızla yavaşlamalıdır
C	R yavaşça artar	T yavaşça azalmalıdır
D	R çok yüksek değerlere doğru artar	T çok düşük değerlere azalmalıdır.

- Yukardaki sorunun cevabı, herhangi bir Big Bang modelinde (örneğin  $t = 0$ 'da  $R = 0$  olan) kozmik arkaplan ışınımının sıcaklığının erken dönemlerde çok yüksek olacağını göstermektedir.
- Böyle bir senaryo **sıcak Big Bang** olarak bilinmektedir.
- Kozmik mikrodalga arkaplanının dalgaboyundaki değişimin fotonların madde ile etkileşimde bulunma şeklinde büyük bir etkisi vardır.
- Kozmik arkaplan ışınımının sıcaklığının yüksek olduğu zamanlarda, tipik foton enerjisi hidrojen atomunun iyonizasyon enerjisinden daha büyük olurdu.
- Bu şartlar altında, baryonik madde plazma formunda olurdu.

- Bir plazma ve iyonize olmamış bir gazın donukluğu arasında dramatik bir fark olmasının nedeni plazmadaki serbest elektronların varlığıdır.
- Fotonlar bir plazma ile öncelikle plazmada serbest elektronlardan saçılarak etkileşirler.
- Bu süreç **Thomson Saçılması** olarak adlandırılmaktadır.
- Bir plazmada fotonlar ve elektronlar arasındaki etkileşimin derecesi çok yüksek olabilir ve bu, arka plan ışınımının mükemmel yakın kara cisim tayfının kökenine ilişkin bir ipucu sunar.
- Bir kara cisim tayfını oluşturmanın koşulları, bir termal kaynağı oluşturan madde ile bu kaynaktan yayılan fotonlar arasında birçok çarpışmanın olması gerekliliğidir.
- Dolayısıyla, kozmik mikrodalga arkaplanın kara cisim tayfının yorumu, tayfın, Evrenin sıcak bir plazmadan oluştuğu bir zamanda oluştuğu ve dolayısıyla fotonlar ile serbest elektronlar arasında birçok çatışma bulunduğu şeklindedir.
- Evren genişledikçe, fotonların dalgaboyları artmakta ve karacisim tayfı daha uzun dalgaboylarına kaymaktadır.
- Sonuç olarak, bu kara cisim tayfıyla ilişkili olan sıcaklık Evrenin genişlemesiyle düşmektedir.

Şekil: Bir plazmadaki serbest elektronlar ve fotonlar arasındaki etkileşim