

T.C.
İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

EVRENDE

İŞIK VE KÜTLE KÜMELEŞMESİNİN

YAPISI

DOKTORA TEZİ

Fusun (LİMBOZ) TEKTUNALI

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

(Yıldızların Orijini ve Atmosferleri Programı)

Danışman: Prof. Dr. H. Gökmen TEKTUNALI

ŞUBAT-1993

ÖNSÖZ

Doktora Tezi olarak sunulan bu çalışmada evrenin geniş-ölçekteki yapılaşması, bu yapılaşmayı doğuran ilkel yoğunluk dalgalanmalarından itibaren incelenmiştir. Standart Teori'de başlangıç şartlarından biri olarak kabul edilen ilkel yoğunluk dalgalanmalarına, USBP nin öngördüğü kozmik sicimlerden itibaren bir orijin gösterilmiştir.

Bu çalışmanın gerçekleştiği esnada büyük emek ve zaman harcayarak her aşamada gerçekten çok yardımcı olan Sayın Prof.Dr. H. Gökmen Tektunalı'ya; erken evrene ait Standart Teori'den farklı olarak çizdiği tablo ile kozmoloji problemlerini farklı bir biçimde incelemeyi mümkün kılan USBP modelinin mimarı olan ve bu çalışma devam ettiği müddetçe gerçekleşen tartışmalarda daima kendilerinden istifade ettiğim değerli hocalarım Sayın Prof.Dr. K. Gediz Akdeniz, Sayın Prof.Dr. Metin Arık ve özellikle Sayın Prof.Dr. Emine Rızaoğlu'na en içten teşekkürlerimi sunarım.

Ayrıca literatür temininde sağladığı kolaylıklardan dolayı bölümümüz Kütüphane Görevlisi Sayın Sabahat Kıvanç'a ve tezin yazılması işini üstlenen çalışma arkadaşlarımdan Sayın Araştırma Görevlisi Tansel Ak'a yardımlarından dolayı çok teşekkür ederim.

İÇİNDEKİLER

ÖNSÖZ	I
ÖZ	III
ABSTRACT	IV
I. GİRİŞ	1
II. EVRENİN GENİŞ-ÖLÇEKTEKİ YAPISINA DAİR GÖZLEMLER VE STANDART TEORİ	5
II.1. Evrenin Geniş-Ölçekteki Yapısına Dair Gözlemler ..	5
II.2. Standart Büyük Patlama Modeli	30
III. EVRENİN GENİŞ-ÖLÇEKTEKİ YAPISINA ORIJİN TEŞKİL EDEN İLKEL YOĞUNLUK DALGALANMALARI VE BU DALGALANMALARDAN İTİBAREN EVRENDE IŞIK VE KÜTLENİN KÜMELEŞMESİ	38
III.1. USBP Modeli Çerçevesinde Elde Edilmek İstenen İlkel Yoğunluk Dalgalanmaları	38
III.2. USBP Modelinden İtibaren Teklif Edilen İlkel Yoğunluk Dalgalanmaları ve Bu Dalgalanmalardan İtibaren Işık ve Kütleinin Kümeleşmesi	52
IV. TARTIŞMA VE SONUÇ	63
V. ÖZET	65
V.1. Özet	65
V.2. Summary	67
VI. KAYNAKLAR	69
VII. ÖZGEÇMİŞ	74

ÖZ

Evrede Işık ve Kütle Kümeleşmesinin Yapısı

Bu çalışmada Uyuşuk Soğuk Büyük Patlama (USBP) modelinin öngördüğü kozmik sicimlerin, geniş-ölçekteki yapıyı doğuran ilkel yoğunluk dalgalanmalarının orijini oldukları teklif edilmiştir. Standart Teori bu yoğunluk dalgalanmalarına bir orijin göstermeyip, bu dalgalanmaları bir başlangıç şartı olarak kabul eder. Erken evrende Standart Teori'den ayrılan USBP den itibaren teklif ettiğimiz orijin, literatürde genel kabul gören 10^{-4} genlikli dalgalanmaları yaratabilmiştir.



ABSTRACT*Structure of the Light and the Mass Clustering in the Universe*

In this work, we proposed cosmic strings predicted by the Coasting Cold Big Bang (CCBB) model as the origin of the primordial density fluctuations which evaluate to form the large-scale structure of the Universe at later epochs. Standard Theory does not give any explanation for those density fluctuations, and accepts them as an initial condition. It is shown that 10^{-4} amplitude values are possible in the frame of the CCBB, which differs from the Standard Theory only for the early Universe.

I. GİRİŞ

Literatürde halihazırda, evrenin geniş-ölçekteki yapısını açıklamaya yönelik, birçok teori vardır. Evrenin geniş-ölçekteki yapısının temel yapı-taşları olarak galaksileri kabul edersek, bu yapıyı açıklamaya çalışan teoriler, 'galaksi oluşumu' teorileridir. Literatürde çok çeşitli galaksi oluşumu teorileri olmakla birlikte, henüz herkesin hemfikir olduğu ve her türlü gözlem sonucu ile uyuşan, tek bir galaksi oluşumu teorisi ortaya konmuş değildir.

Bir tarafta $10^6 M_{\odot}$ 'den $10^{13} M_{\odot}$ 'e kadar çeşitli kütle değerlerinde olabilen; %0.01'den %30'a kadar yıldızlararası gaz ihtiva edebilen; tek tek galaksilerden, galaksi çiftlerine, küçük galaksi gruplarından, dev galaksi kümelerine kadar çeşitli topluluklar oluşturan ve morfolojik olarak pek çok farklılıklar gösteren galaksilerin ve dağılımlarının çeşitliliği; diğer tarafta ise COBE (Cosmic Background Explorer) uydusunun zemin ışınımında (background radiation) tespit ettiği son derecede küçük bir sıcaklık dalgalanması (temperature fluctuation); galaksilerin oluşumu ile ilgili tek ve tutarlı bir teori ortaya konabilmesini neredeyse imkansızlaştıran başlıca husustur.

Galaksi oluşum teorilerini evren modellerinden bağımsız olarak düşünebilmek mümkün değildir. Hangi evren modelinde çalışılıyorsa, bu modelin öngördüğü kozmolojik parametreler, galaksi oluşumunun evrimini bizzat etkileyen parametrelerdir. O halde geniş-ölçekteki yapıyı açıklamak üzere yola çıkıldığında, evvela hangi evren modelinde çalışılacağını belirlemek gerekir. Burada hemen akla Standart Büyük Patlama Teorisi (Standard Big Bang Theory - SBBT-) gelebilir; fakat maalesef SBPT'nin, galaksilerin oluşumuna kaynak teşkil eden ilkel yoğunluk dalgalanmaları (density fluctuations) ile ilgili önemli bir problemi vardır. Be-

lirli bir epoktan itibaren olan açıklamaları gözlemlerle çok iyi uyuşan SBPT'nin standartlığının yanısıra, erken evrene ait çözümsüz bıraktığı soruların varlığı da bir gerçektir.

Literatürde, SBPT'ye alternatif olan başka evren modelleri yok mudur? Burada da zengin bir çeşitlilik vardır: Literatürde SBPT'ye alternatif olarak sunulmuş, pek çok evren modeli vardır. Literatürde standart teoriye alternatif olarak sunulmuş bu kadar çeşitli model olmasının en önemli sebebi de, muhtemelen genişölçekteki yapıyı açıklayabilme kaygusudur.

Hubble genişlemesini içeren evren modellerini incelediğim Yüksek Lisans çalışmasından sonra evrenin geniş ölçekteki yapısını araştırmak istediğim Doktora çalışmamda öncelikle karar vermem gereken husus; evrende ışık ve kütle kümeleşmesine farklı bir açıdan yaklaşabilmek üzere, hangi evren modelinde çalışmanın en uygun olacağı hususu idi. Neden ışık ve kütle kümeleşmesi? Evrendeki kütle kümesinin tamamının tespit edilebilir bir ışınım yayınlamadığı ve hatta en önemli kısmının karanlık madde formunda olduğu, artık bilinmektedir. Evrenin genişölçekteki yapısını araştırmak ise, bu kütle kümesinin dağılımını, veya gözlemlerden anlaşıldığı gibi kümeleşmesini araştırmak ile özdeştir.

O halde problem şudur: gözlediğimiz evrende, genişölçekte maddenin dağılımını veya kümeleşmesini, çok erken evrendeki ilkel yoğunluk dalgalanmalarından itibaren ve bu ilkel yoğunluk dalgalanmalarına da bir kaynak göstermek suretiyle, ifade edebilmek.

Şimdiye kadar yapılmış galaksi oluşumu teorilerinin büyük bir çoğunluğunda, 'recombination epoch' (evrenin evriminde; büyük patlamadan 10^6 yıl sonra gerçekleşen, gazın radyasyon için ilk defa geçirgen hale geldiği epok) veya 'decoupling epoch' (evrenin evriminde; yoğunluğun, madde ile radyasyonun etkileşmesinin son bulabilmesi için kafi miktarda azaldığı epok) tan itibaren ancak gelişebilen $\delta\rho/\rho$ yoğunluk dalgalanmaları, bu epoklardan daha evvel, erken evrende, bir şekilde oluşmuş yoğunluk dalgalanmalarıdır. Buna mukabil son birkaç yıldır, ileriki zamanlarda madde dağılımını veya kümeleşmesini belirleyecek olan

bu yoğunluk dalgalanmalarının orijini olarak, kozmik sicimleri (cosmic strings) kabul etmek şeklinde bir eğilim belirmiştir. İleriki bölümlerde görüleceği gibi kozmik sicimleri ilkel yoğunluk dalgalanmalarının kaynağı olarak kabul etmek fikri, oldukça akla yakın bir fikirdir ve kozmetik sicimlerin ilkel yoğunluk dalgalanmalarına kaynak teşkil etmesi fikri, bu çalışmanın dayandığı temel fikirlerden birisidir.

Kozmik sicimleri ilkel yoğunluk dalgalanmalarının orijini olarak kabul etmek, evren modelinin seçimine de bir sınırlama getirir. O halde kozmik sicimlerin yarattığı yoğunluk dalgalanmalarından itibaren geniş-ölçekteki kütle dağılımını elde etmek üzere yapılacak araştırmaya bir çerçeve veya bir baz teşkil edecek olan evren modeli artık herhangi bir evren modeli değil, mutlaka kozmik sicimleri öngören bir evren modeli olmalıdır.

İşte bu çalışmada, evrenin geniş-ölçekteki yapısını araştırırken içerisinde kalınacak çerçeve olarak seçilen evren modeli, Uyuşuk Soğuk Büyük Patlama (USBP) (Coasting Cold Big Bang) modelidir. Erken evrende $p=-\rho/3$ formundaki hal denkleminin geçerli olduğu, büyük-patlama anında sıcaklığın mutlak sıfır değerinde olduğu ve ilk zamanlarda evrene sicimlerin hakim olup, sonradan bu sicimlerin radyasyona dönüştüğü bu model, sadece bu çalışmanın amacı için son derecede uygun bir model olmakla kalmayıp, aynı zamanda henüz çok yeni yayınlanmış bir model olduğundan, üzerinde bu türlü bir çalışma da yapılmamış bir modeldir.

Bu çalışmanın ortaya çıkmasında en büyük emek ve en büyük zaman, bu iki hususun belirlenmesi için harcanmıştır: İlkel yoğunluk dalgalanmalarının orijinlerinin ne olduğu ve bu ilkel yoğunluk dalgalanmalarını hangi evren modeli içerisinde evrime tabi tutarak bugün gözlenen geniş-ölçekteki yapıyı elde etmenin mümkün olabileceği; bu çalışmanın belkemiğini oluşturan iki unsurdur.

Yoğunluk dalgalanmalarının orijini ve içerisinde çalışılacak evren modeli hakkında bir tercih yapıldıktan sonra geriye kalan; tercih edilen evren modelindeki başlangıç şartlarından

itibaren, bugün gözlenen evrenin geniş-ölçekteki yapısını elde etmeye çalışmaktır. O halde, bugün gözlenen evrenin geniş-ölçekteki yapısı nasıl bir görünüm arz etmektedir?



II. EVRENİN GENİŞ-ÖLÇEKTEKİ YAPISINA DAİR GÖZLEMLER VE STANDART TEORİ

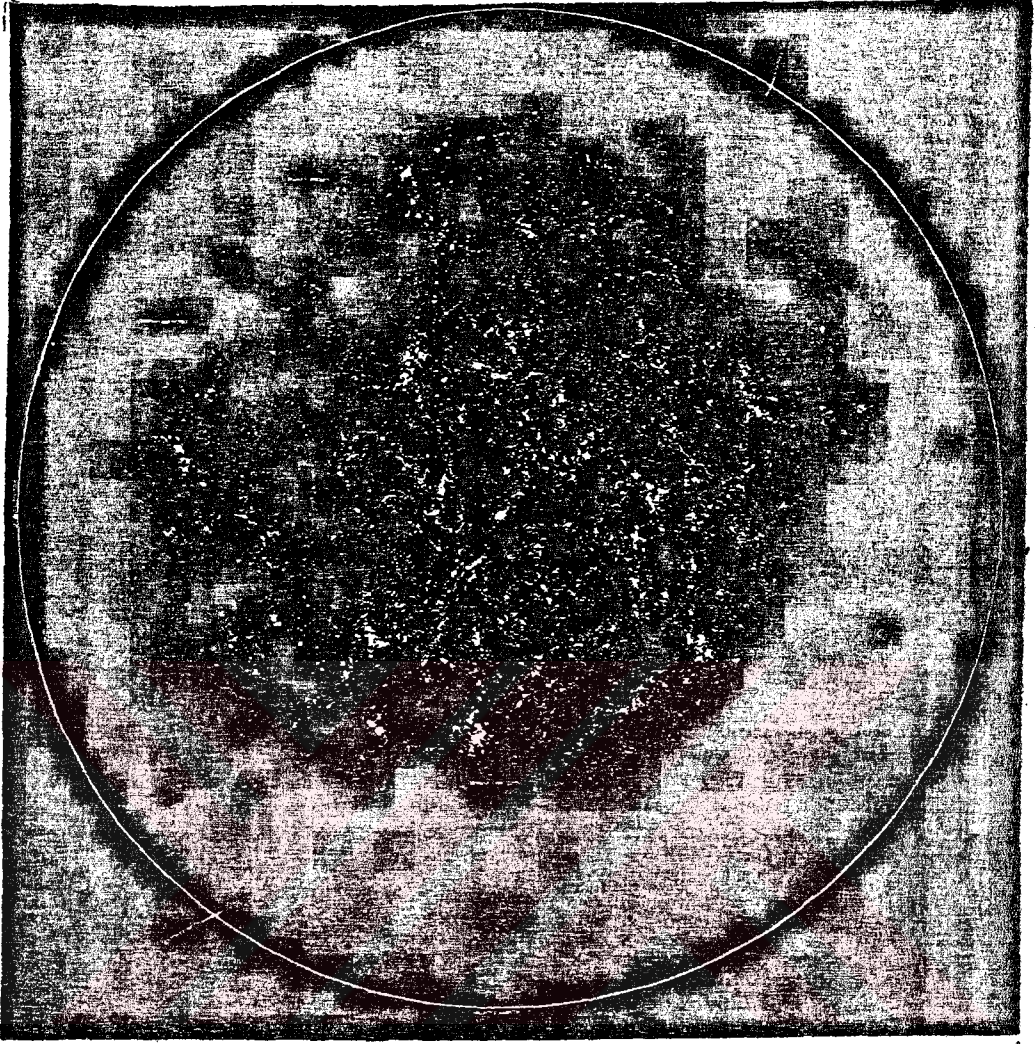
II.1. Evrenin Geniş-Ölçekteki Yapısına Dair Gözlemler

Evrende galaksilerin dağılımına bakıldığında; geniş-ölçekte herhangi bir bölge diğer bir bölgeye benzemekle beraber, daha küçük ölçeklerde dağılımda belirgin düzensizlikler olduğu görülür. Uzaklıkları sözkonusu olmaksızın, sadece galaktik koordinatlara göre galaksilerin dağılımına bakıldığında, boşluklar ve filamenter yapılar hemen göze çarpar (Şekil 1.). Her ne kadar artık yüksek galaktik enlemlerde de var olduğu bilinen yıldızlararası tozun örtücü etkisi veya farklı alanlarda yapılmış galaksi sayımlarını kalibre etmenin zorluğu gibi problemler olsa da, günümüzde hem filamenter yapının ve hem de boşlukların sadece görüntüden ibaret olmayıp, gerçek yapılar oldukları kanıtlanmıştır.

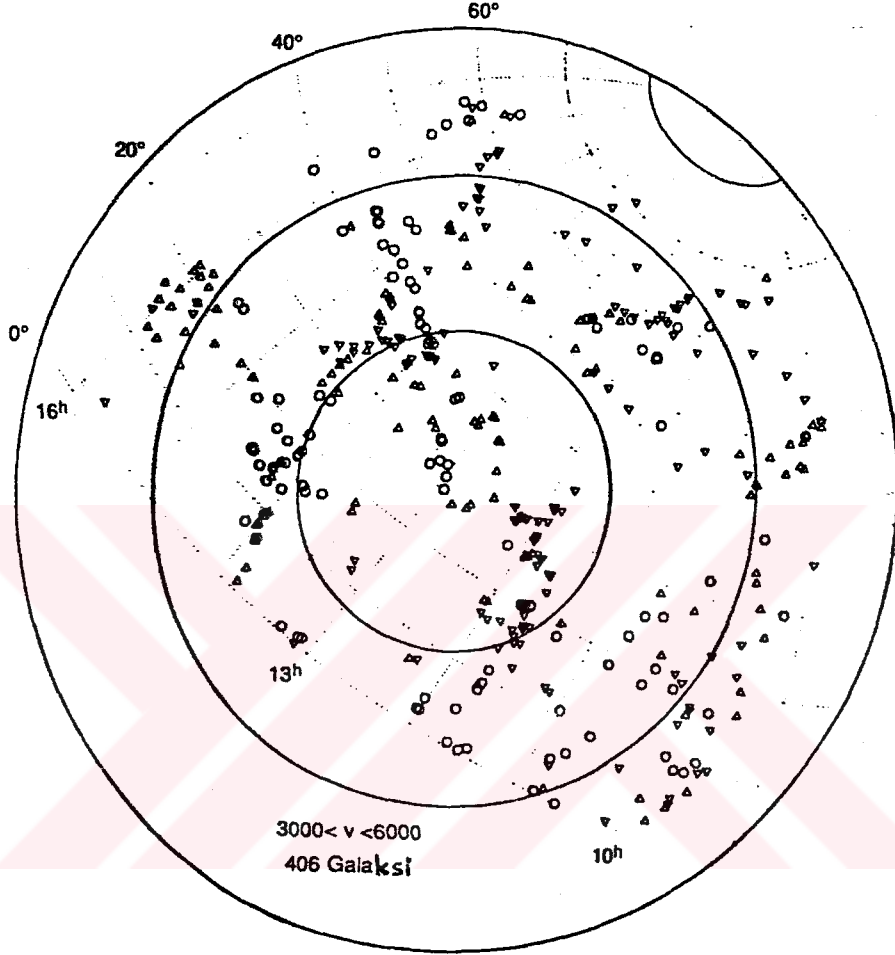
Gerçek dağılım hakkında bir fikir edinebilmek için, galaksilerin uzaklıkları da hesaba katılmalıdır. Uzaklıkları bilinen galaksilerin dağılımına bakıldığında, şu görülür: galaksilerin dağılımı üniform değildir; zincirler veya filamentler şeklindedir. İlaveten, büyük boşluklar da vardır (Şekil 2.).

Geniş-ölçekteki madde dağılımının ilk bakışta nasıl görüldüğüne ait bu çok kaba tasvirin, sadece görünür maddenin dağılımına ait olduğu burada belirtilmelidir. Bu, evrendeki kütlelerin tamamının dağılımından ayırd edilmelidir. Evrendeki kütlelerin tamamının görünür olmadığı bilinmektedir ve dolayısıyla gerçek kütle dağılımının görünür maddenin dağılımıyla aynı olup-olmadığı söylenemez.

Bu bölümde evrenin geniş-ölçekteki yapısıyla ilgili genel bir çerçeve çizmek amacıyla, galaksiler ve galaksi kümeleri hak-



Şekil 1. Şekilde; Lick Gözlemevi'nde Shane, Wirtanen ve arkadaşları tarafından yapılmış galaksi sayımlarından itibaren, Kuzey Galaktik Yarımküre'deki galaksilerin dağılımı görülmektedir. Bu çalışmada bir milyonun üzerinde galaksi sayılmıştır. Kuzey Galaktik Kutup resmin merkezindedir ve Galaktik Ekvator, diagramı çevreleyen daire ile gösterilmiştir. Galaksi sayımlarının bu şekildeki fotoğrafik gösterilişi, Peebles ve ark. tarafından gerçekleştirilmiştir. Galaktik Ekvatora doğru galaksilerin yüzey yoğunluğundaki azalma, bizim galaksimizdeki yıldızlararası tozun örtücü etkisinden dolayıdır. (Seldner, M., Siebars, B., Groth, E.J. ve Peebles, P.J.E., 1977; Astron.J. 82, 249.)



Şekil 2. Şekilde, Harward-Smithsonian Centre for Astrophysics Parlak Galaksiler Kataloğu'ndan alınmış toplam 406 galaksinin dağılımı görülmektedir. Galaksiler, farklı hız (dolayısı ile farklı uzaklık) grubuna mensupturlar: ∇ : $3000 \leq v \leq 4000 \text{ km s}^{-1}$, Δ : $4000 \leq v \leq 5000 \text{ km s}^{-1}$, \circ : $5000 \leq v \leq 6000 \text{ km s}^{-1}$. Buradan galaksilerin uniform bir şekilde dağılmayıp, muhtelif şekillerde kümeleştikleri görülmektedir. (Astrophysical Cosmology. 1982. Edts. Bruck, A.A., Cayne, G.V., Longair, M.S., p.117.)

kında bazı bilgiler verilecek ve günümüzde geniş-ölçekteki yapıyla ilgili astronomik gözlemlerin nasıl bir tablo oluşturduğu sunulacaktır.

Galaksiler

Evrenin geniş ölçekteki yapısı gözönüne alındığında galaksiler, bu yapının temel yapı-taşlarıdır. Galaksilerin görünür kütlelerinin büyük çoğunluğu, yıldızlar formundadır.

Galaksiler evrende, büyük ölçüde homojenlikten sapmalara neden olurlar. Bizim galaksimizin merkezinden itibaren 10 Kpc içerisindeki yoğunluk yaklaşık $2 \times 10^{-24} \text{ gcm}^{-3}$ iken, evrenin ortalama yoğunluğu muhtemelen 5×10^{-30} ile $5 \times 10^{-31} \text{ gcm}^{-3}$ arasındadır.

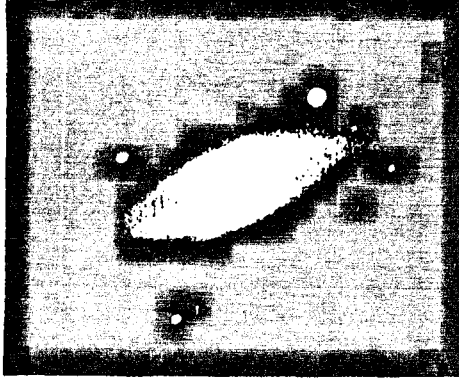
Şimdiye kadar pekçok farklı tipte galaksi tespit edilmiştir; fakat bir fotoğraf plağı üzerinde açıkça ayırd edilebilen temel farklar, galaksileri birkaç farklı morfolojik tip halinde sınıflamayı mümkün kılmıştır. 1926 yılında Hubble ilk defa galaksileri; eliptikler, spiraller, SO'lar ve düzensizler olmak üzere, dört farklı morfolojik tipte sınıflamıştır [1]. Bu tarihten itibaren günümüze kadar, galaksilerin morfolojik sınıflandırılmalarında giderek daha fazla ayrıntı gözönüne alınmak suretiyle, birçok ara sınıf tanımlanmıştır [2].

Spiral Galaksiler bizim galaksimiz gibi merkezi bir şişkin bölge ile birlikte bir disk şeklindedirler. Diskle merkezi şişkin bölgenin rölatif büyüklükleri, galaksiden galaksiye değişir. Spiral galaksilerin kütleleri bizim galaksimizden ($10^{11} M_{\odot}$ kütleli) 100 defa daha büyük değerlerden, $10^7 M_{\odot}$ kütleli cüce sistemlere kadar olabilir.

Normal spiraller ve çubuklu spiraller vardır.

Spiral kollar genç, sıcak ve parlak yıldızlarla; yıldız oluşum bölgeleri, yani gaz ve toz bulutları ile karakterize edilirler. Spiral galaksilerin kollarında sürekli yıldız oluşumu vardır. Şekil 3.'te, normal ve çubuklu spiral galaksi tiplerinden örnekler sunulmuştur.

Eliptik Galaksiler çok daha düzgün şekli haiz, küresel sistemlerdir. $e=(a-b)/a$ (a ve b yarıbüyük ve yarıküçük eksenler ol-



NGC 2811

Sa



NGC 1300

SBb(s)



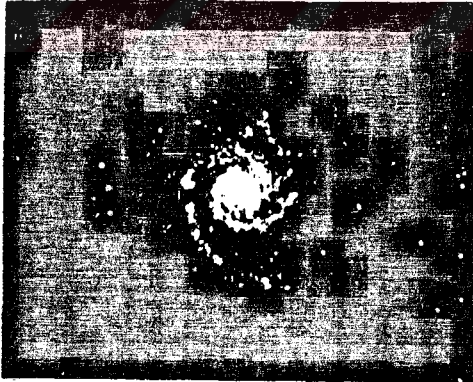
NGC 2841

Sb



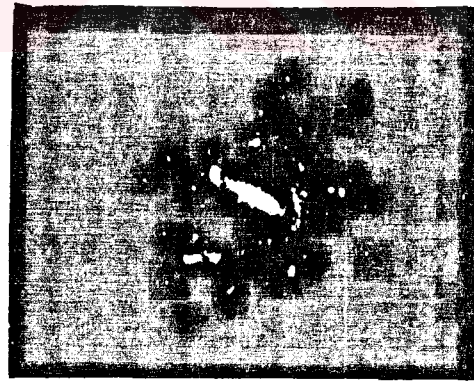
NGC 2523

SBb(r)



NGC 628 M 74

Sc



NGC 1073

SBc(sr)

Şekil 3. Normal ve çubuklu spiral galaksi tiplerine ait bazı örnekler. Sınıflandırmada S galaksinin spiral bir galaksi olduğunu; a, b, c galaksinin hangi ara sınıfa mensup olduğunu, B ise galaksinin çubuklu bir galaksi olduğunu göstermektedir. (Palomar Observatory, California Institute of Technology.)

mak üzere) ile ifade edilen eliptisitetleri, 0 ile 0.7 arasında-
dır (E0-E7).

E0-E1 galaksileri, en yaygın olarak gözlenen eliptik galak-
si tipleridir. Buna karşılık olarak yüksek eliptisitelere doğru
gidildikçe, gözlenen sıklık azalır.

Normal olarak eliptik galaksiler önemli miktarda gaz içe-
mezler ve eliptik galaksilerde yeni yıldız oluşumu olmaz. Bunun-
la beraber çekirdekle zarf arasında, metal bolluğu gradyentleri
gözlenmiştir [3]. Gene normal olarak gaz ihtiva etmemelerine
rağmen bazı eliptik galaksilerde, önemli miktarda nötral hidro-
jen tespit edilmiştir. Bu gazın disk halinde mi, yoksa difüz bir
bileşen olarak mı bulunduğu henüz açık değildir.

Eliptik galaksilerin kütleleri bizim galaksimizin kütlesi-
nin 100 katından, $10^7 M_{\odot}$ 'e kadar olabilir.

Şekil 4.'te, eliptik galaksi tiplerinden örnekler sunulmuş-
tur.

S0 Galaksileri (Lenticular Galaksiler), morfolojik olarak
spiral galaksilerle eliptik galaksiler arasındadır. S0 tipi ga-
laksiler daha ziyade spiral yapısını kaybetmiş spiral galaksile-
re benzerler; yani bir diskleri ve merkezi bir şişkin bölgeleri
vardır, fakat spiral kolları yoktur. S0 diskleri normal olarak
yeni yıldız oluşumu ve gaz ihtiva etmezler.

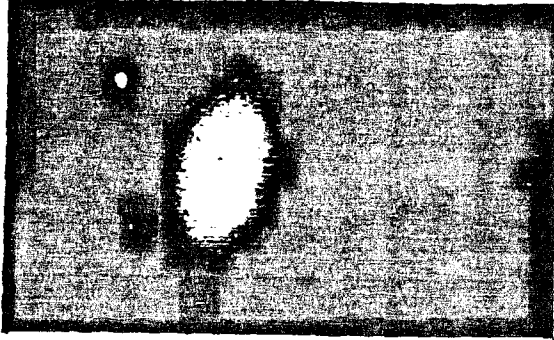
Şekil 5.'te, S0 tipi galaksilerden örnekler sunulmuştur.

Düzensiz Galaksiler genellikle tipik spiral ve eliptik ga-
laksilerden daha küçük kütlelidirler. Düzensiz bir yapıları var-
dır ve çok miktarda gaz ve toz ihtiva ederler.

Şekil 6.'da, düzensiz galaksilerden örnekler sunulmuştur.

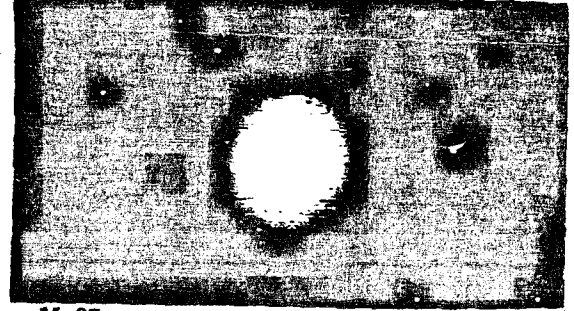
Bu galaksi tiplerinin birbirlerine nazaran sayı bollukları
nasıldır? Farklı morfolojik tipten olan galaksilerin dağılımı,
Şekil 7.'de gösterilmiştir.

Bu galaksi tiplerine ilaveten bazı Özel Tip Galaksiler de
vardır; fakat bu özel tipler, yukarıda özetlenen genel tiplere
nazaran çok daha seyrek rastlanan galaksilerdir. Özel tip galak-



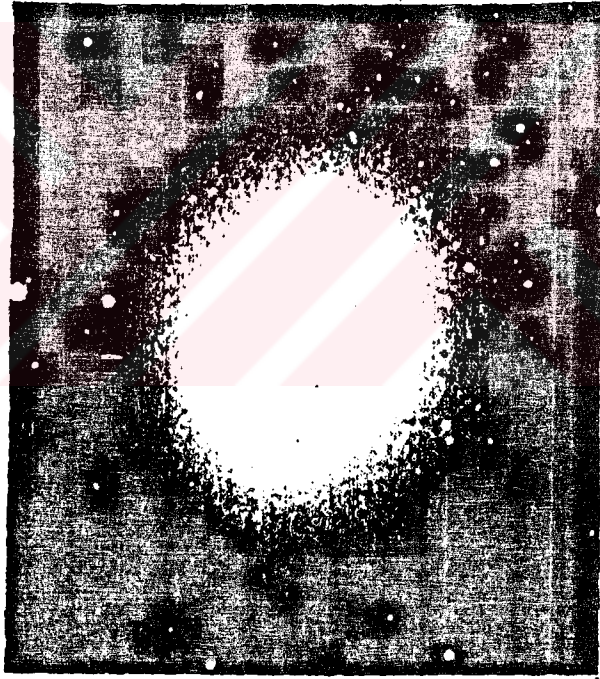
M. 59

E5



M. 87

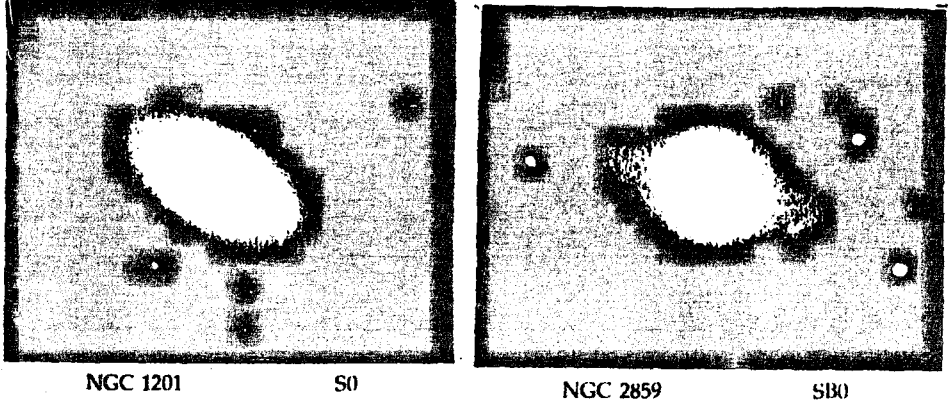
E0



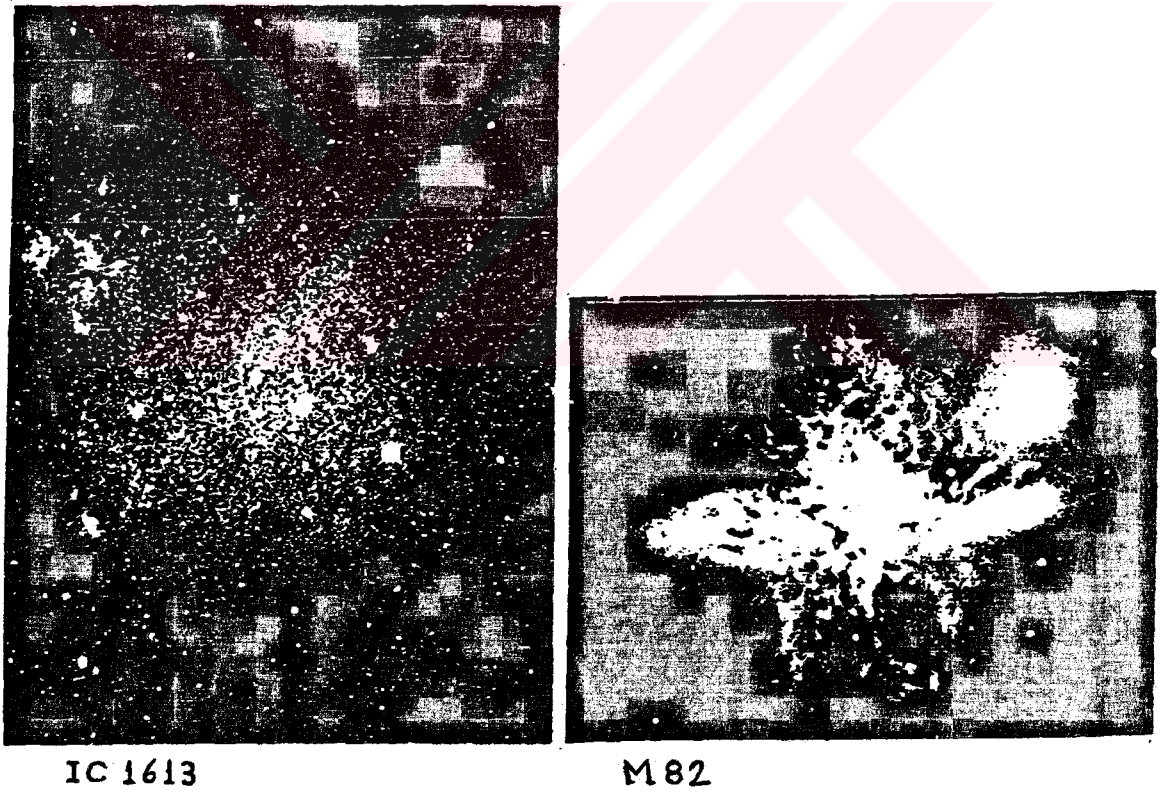
M.32

E2

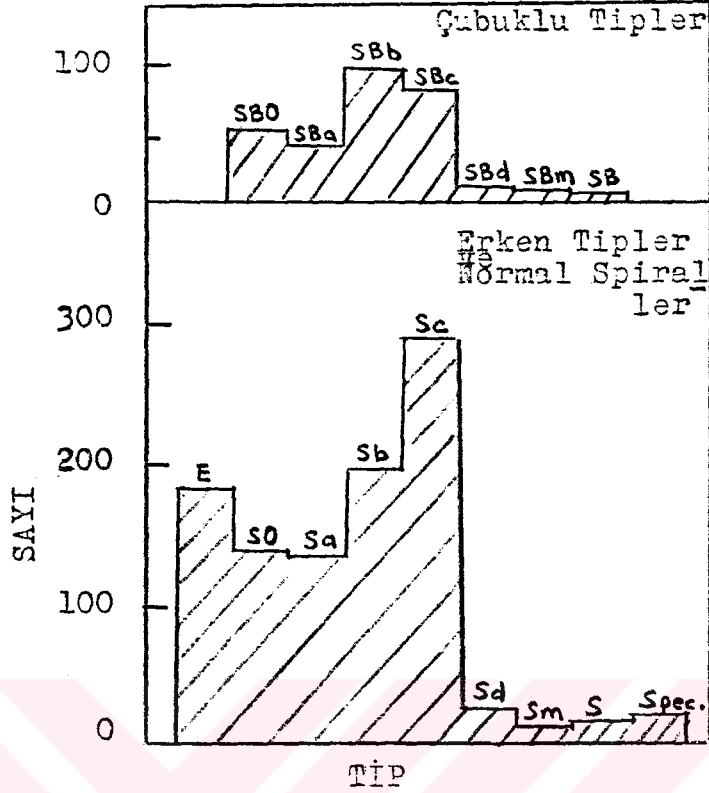
Şekil 4. Farklı eliptisitetleri haiz eliptik galaksilere ait örnekler. E galaksinin eliptik bir galaksi olduğunu; 0, 2, 5 ise eliptisiteye bağlı olarak galaksinin hangi alt sınıfa mensup olduğunu göstermektedir. (Mt. Wilson and Palomar Obs. -E0, E5; National Optical Astronomy Observatories-E2.)



Şekil 5. SO tipi galaksilere ait iki örnek. (Palomar Observatory, California Institute of Technology.)



Şekil 6. Düzensiz galaksilere ait iki örnek. (Anglo-Australian Observatory - IC1613; Lick Observatory - M82.)



Şekil 7. Revised Shapley-Ames (RSA) Kataloğu'ndaki tüm galaksilerin, tiplerine göre dağılımı. (Sandage, A., Tammann, G.A. 1981. A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies. Carnegie Institution of Washington.)

silerden astrofizik bakımdan en ilginç olanları, Aktif Çekirdekli Galaksiler dir.

Tarihsel olarak ilk keşfedilen aktif çekirdekli galaksi sınıfı, Seyfert Tipi Galaksiler dir. Seyfert galaksileri görünüşte spiral galaksilere benzerler, fakat yıldıza benzer çekirdekleri vardır. Aktif çekirdekli galaksiler arasında en yaygın olan tip de, Seyfert galaksileridir.

Bundan sonra ilk keşfedilen aktif galaksi sınıfı, Radio Galaksiler dir. 1950'lerin ortalarında bu galaksilerin çok büyük miktarda yüksek enerjili tanecik ve güçlü manyetik alan kaynakları oldukları tespit edilmiştir. Bu tip galaksilerden çekirdeği yıldıza benzer olanlara, N-Galaksiler denir.

1960'ların başında, ilk quasarlar keşfedilmiştir. Parlak

radio kaynaklarının optik teşhisleri esnasında birkaç tane anlaşılamayan spektrumları haiz yıldız (!) tespit edilmiştir. 3C 273 radio kaynağı, bunlardan ilk tespit edilenlerdendir. 3C 273 fotoğraf plağı üzerinde tıpkı bir yıldız gibi görünür ve parlaklığının değişken olduğu tespit edilmiştir. 1962'de Maarten Schmidt'in önemli bir keşfi, 3C 273'ün en uzak galaksilerle benzer uzaklıkta olduğudur. Bu nesne 'yıldızimsı' veya 'yıldıza benzer nesne' anlamında, 'quasi-stellar object' diye adlandırılmıştır; çünkü yıldıza benzer, fakat bu kadar büyük uzaklıktan bu görüntüyü verebilecek normal bir yıldız olamayacağı açıktır. 3C 273, bizim galaksimiz gibi bir galaksinin 1000 katı daha parlaktır. Bu büyük keşfi takiben, çok sayıda quasar bulunmuştur. Güçlü radio kaynakları olan bu quasarlara ilaveten 1965'te, radio-sakin quasarlar da keşfedilmiştir. Bunlar optik bakımdan tıpkı radio quasarlar gibi olmakla beraber, güçlü radio kaynağı değildirler. Bilinen aktif galaksi çekirdekleri arasında en uç örneklerden biri, quasarlardır.

Burada birkaç örnekle bahsedilen aktif galaksilerin en aktif olanları, en seyrek rastlananlarıdır. Farklı tiplerdeki aktif galaksi çekirdeklerinin temelinde aynı oldukları düşünülmektedir. Bu cisimlerde bazı anormal sıkışık enerji kaynakları vardır ve gözlenen farklılıklar bu sıkışık kaynağın çevresine ve yakıtını hangi yolla elde ettiğine bağlıdır. Bizim galaksimizin sakin olan çekirdeği bile; quasarlarda ve diğer aktif çekirdeklerdekine benzer olarak, küçük ölçekte de olsa, bazı değişimler göstermektedir.

Galaksiler arasındaki bu çeşitlilik, bir galaksiyi meydana getiren bileşenlerin çeşitliliği düşünülürse, beklenen bir şeydir:

Bir galaksideki yıldızların sayısı cüce galaksilerde yaklaşık 10^6 dan, çok büyük galaksilerde 10^{13} e kadar olabilir.

Yıldızlararası gazın miktarı eliptik galaksilerde <0.01 den düzensiz galaksilerde yaklaşık 30% 'a kadar olabilir.

Çevre; tamamen izole tek tek galaksilerden galaksi çiftlerine, küçük galaksi gruplarından dev galaksi kümelerine kadar

değişebilir. Galaksilerin birbirleriyle ve çevreleriyle etkileşmeleri, yapıları ve evrimlerini önemli ölçüde etkiler.

Galaksi Kümeleri

Evrinde galaksilerin dağılımı, yüksek derecede bir kümeleşme gösterir. Galaksilerin büyük çoğunluğunun; birkaç üyeli küçük topluluklardan, zengin galaksi kümelerine kadar, çeşitli şekilde kümeleştikleri görülmektedir.

Tıpkı galaksiler gibi galaksi grupları ve galaksi kümeleri de, çeşitli formlardadır. Düzgün galaksi yoğunluk profilleri olan ve kabaca dairesel simetrik görünümde olan muntazam kümelere, herhangi bir şekilde merkezi galaksi konsantrasyonu olmayan ve şekilsiz bir görünümde olan düzensiz kümelere kadar, çeşitli formlarda olabilirler. İhtiva ettikleri galaksilerin sayıları bakımından sadece birkaç galaksi üyeli küçük gruplardan, binlerce galaksi üyeli dev kümelere kadar olabilirler (Şekil 8 a, b.).

Halihazırda iki tane temel, zengin galaksi kümeleri katalogu vardır: Abell'in zengin kümeler katalogu [4] ve Zwicky ve arkadaşlarının galaksiler ve galaksi kümeleri katalogu [5].

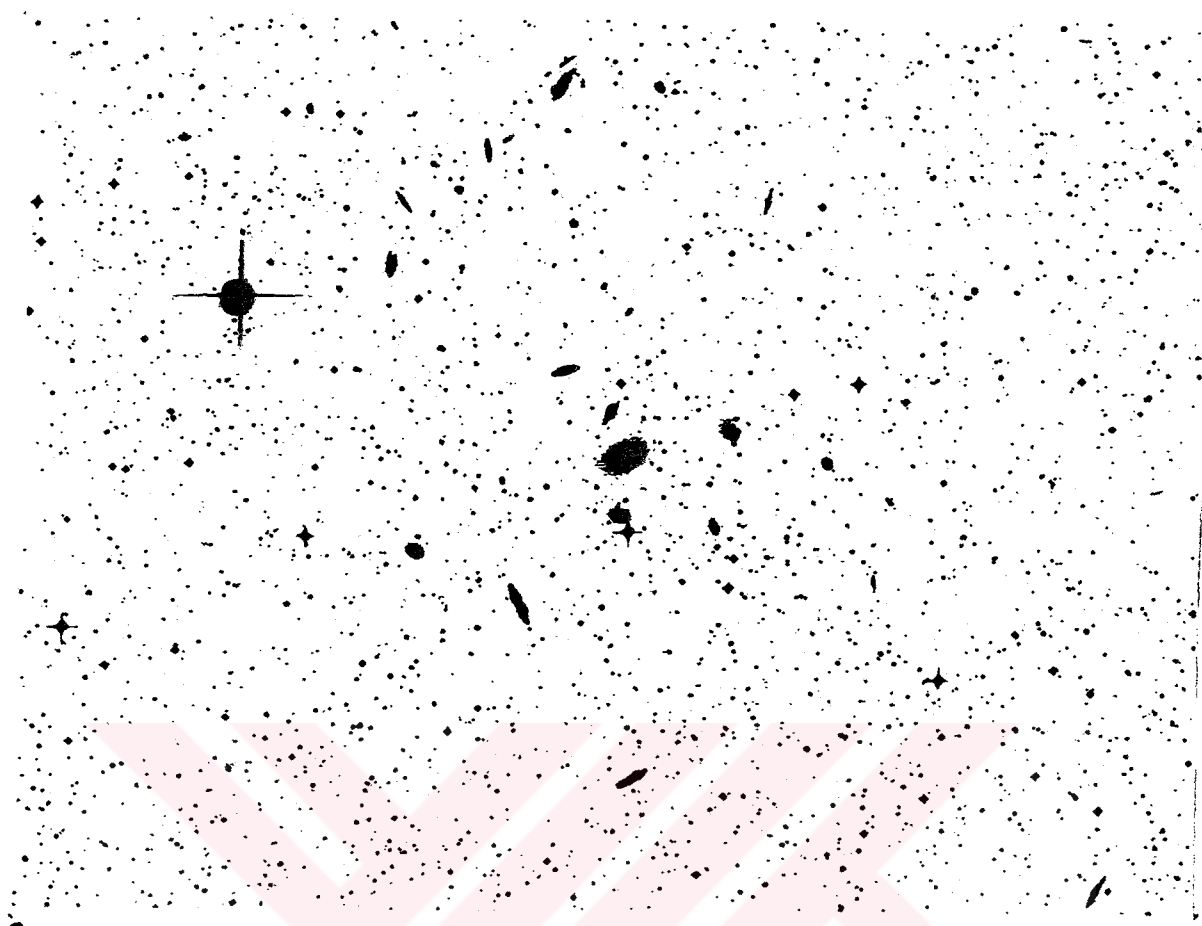
Bir kümeyi kataloglamak üzere seçmenin klasik yolu, yüzey galaksi sayı yoğunluğu σ 'da, üniform galaksi sayı yoğunluğu σ_{bg} 'a nazaran bir artış tespit etmektir:

$$\langle \sigma / \sigma_{bg} \rangle \geq N$$

N sayısı, istenildiği gibi seçilebilir.

Bir katalogun ortaya çıkabilmesi için gereken yoğunluk fazlalıkları ya kümenin lineer uzanımı ve kümenin içerisindeki ortalama bir minimum yoğunluğa göre, ya da kümenin sınırlarında gözlenen yüzey yoğunluğu ile doğrudan doğruya belirlenen, değişen bir uzanımına göre tanımlanabilir.

İki temel küme katalogunu hazırlayan her iki araştırmacı da kümeleri, Palomar Sky Survey plaklarından teşhis etmiş, fakat kümeleri kataloglarken farklı kriterler uygulamışlardır.



a



b

Şekil 8 a, b. (a) Güney yarımkürede, Pavo takımyıldızındaki zengin galaksi kümesi. Merkezi galaksi, kümedeki diğer bütün galaksilerden daha parlak olan bir süper dev galaksi veya bir cD galaksisidir. (Davies, P.Ed., 1986. The New Physics, p.167.) (b) James Gunn ve ark. tarafından gözlenen, ZwCl 0257+3542 kümesindeki merkezi galaksi. (Gunn, J.E. 1977. The Evolution of Galaxies and Stellar Populations.)

Abell'in seçim kriterleri şöyle özetlenebilir:

- m_3 küme içerisindeki üçüncü en parlak galaksinin parlaklığı olmak üzere bir küme, m_3 ile m_3+2 parlaklık aralığında en azından 50 üye içermelidir.

- Bu 50 veya 50'den fazla üye, kümenin merkezi etrafında, $3h_{50}^{-1}$ Mpc yarıçaplı bir daire içerisinde kalmalıdır. Burada h_{50} , $h \equiv H_0/50 \text{ km s}^{-1}$, H_0 ise Hubble parametresinin günümüzdeki değeridir. (Burada, $H_0=50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ değeri kullanılmıştır.)

- Kümenin kırmızıya kayması $0.002 < z < 0.20$ arasında olmalıdır.

- Küme, -27° deklinasyonun kuzeyinde olmalıdır.

Abell kataloğunda 2712 küme listelenmiş ve her bir küme için şu bilgiler verilmiştir:

- Küme merkezinin konumu

- Onuncu en parlak galaksinin foto-kırmızı parlaklığı

- Uzaklık grubu (onuncu en parlak galaksinin görünen parlaklığı m_{10} 'dan itibaren hesaplanan uzaklık)

- Zenginlik sınıflaması.

Zwicky kataloğunun hazırlanmasındaki kriterler Abell kataloğundaki kadar belirleyici olmadığından, bu katalogda çok daha fazla sayıda küme vardır. Zwicky kataloğu hazırlanırken kullanılan seçim kriterleri şunlardır:

- m_1 en parlak galaksinin parlaklığı olmak üzere bir küme, m_1 ile m_1+3 parlaklık aralığında en azından 50 galaksi içermelidir.

- Bu galaksiler, galaksi yoğunluklarının çevrelerindeki alanın yaklaşık iki katı kadar olduğu yer olarak tanımlanan kümenin dış hatlarının içerisinde kalmalıdır.

- Kümelerin kırmızıya kaymaları ile ilgili herhangi bir belirleyici limit yoktur.

- Kümeler, -3° deklinasyonun kuzeyinde olmalıdır.

Zwicky kataloğunda, her bir kümeye ait şu bilgiler bulunmaktadır:

- Küme merkezinin konumu

- Küme sınıflandırması

- $z < 0.05$ ile $z > 0.2$ aralığındaki uzaklıklar

- $m_p = 15.7$ 'den daha parlak bütün galaksiler için hesaplanmış fotoğrafik parlaklıklar.

'Çoğunlukla güney yarımkürede veya $z > 0.2$ olan, yani Abell veya Zwicky kataloglarında bulunmayan galaksi kümelerine ait küçük galaksi kümeleri listeleri, çeşitli araştırmacılar tarafından yayınlanmıştır: Klemola, Snow, Sersic, Rose, Humason, Mayall ve Sandage [6, 7, 8, 9, 10] gibi araştırmacılar, böyle küçük galaksi kümeleri listeleri yayınlayan araştırmacılardan bazılarıdır. Sandage ve Tammann, de Vaucouleurs, Turner ve Gott [11, 12] gibi muhtelif araştırmacılar da, zaman zaman küçük galaksi gruplarına ait kataloglar hazırlamışlardır.

Zengin galaksi kümelerinin gözlenen istatistik özellikleri şunlardır:

Zenginlik; bir kümede, kümenin merkezinden belirli bir uzaklığa kadar olan mesafenin içerisinde bulunan üye galaksilerin sayısının bir ölçüsüdür ve dolayısıyla, kümedeki ortalama sayı yoğunluğunun bir ölçüsüdür. Kümelerin zenginliği, çok geniş bir yelpazede değişir. Binlerce üyeli zengin ve yoğun kümeler olduğu gibi, düşük yoğunluklu küçük gruplar ve hatta çift galaksiler de olabilir.

En az üyeli kümeler, çok zengin kümelere nazaran çok daha fazla sayıdadırlar. Evrende galaksilerin sadece %10'unun, Virgo ve Coma kümeleri gibi zengin kümelere üye oldukları düşünülmektedir.

Sınıflandırma: Galaksi kümeleri, yıldızların spektral tipleri veya galaksilerin Hubble tiplerine benzer olarak, bir parametrelili bir sınıflamaya tabi tutulabilirler. Bu sıralama erken tipten geç tipe doğru, veya düzenli kümelerden düzensiz kümelere doğru gider. Erken (düzenli) kümelerin, dinamik olarak geç (düzensiz) kümelerden daha fazla evrimleşmiş oldukları düşünülmektedir. Birçok küme özelliği (şekil, merkezsizlik, parlak galaksiler, galaktik muhteva, yoğunluk profili, kütle dağılımı gibi), bu küme sıralamasındaki yerle ilişkilidir. Bu sıralamanın

bir özeti ve ilgili özellikler, bu özelliklere dayanan değişik sınıflandırma sistemleri arasındaki ilişkilerle birlikte, Tablo 1.'de gösterilmiştir.

Bu sınıflandırma sistemleri, şu özelliklere dayanır: Kümenin morfolojik görünümü (Zwicky, Rood-Sastry), parlak galaksilerin oranı (Bautz-Morgan, Rood-Sastry) ve kümelerin galaktik muhtevası (Morgan, Oemler) [13, 14, 15, 16, 17].

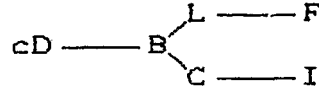
İlk sistematik sınıflandırmalardan biri, Zwicky ve arkadaşları tarafından, Galaksiler ve Galaksi Kümeleri Kataloğu'nda tanımlanmıştır [5]. Zwicky ve arkadaşları kümeleri üç gruba ayırmıştır: Kompakt, Orta Kompakt, ve Açık. Bir kompakt küme, en azından 10 galaksi temas halindeymiş gibi görünecek şekilde, en parlak üyelerinin tek bir konsantrasyonunu içermelidir. Orta-kompakt bir küme ya en parlak 10 galaksinin kendi çaplarının birkaç katı kadar birbirlerinden ayrı olduğu tek bir konsantrasyonu, ya da birkaç tane ayrık konsantrasyonları halindedir. Açık bir küme ise herhangi bir konsantrasyonu ihtiva etmez.

Zwicky sınıflandırmasının temel özellikleri, düzenli ve düzensiz kümeler [13] olarak da ifade edilebilir. Bu düzenlilik ve düzensizlik, kümelerin merkezi konsantrasyonu ve küresel simetri derecesine bağlı olarak tanımlanır. Düzenli kümelerin popülasyonları, en parlak 6 parlaklık aralığında en azından 10^3 tür; yüksek merkezi konsantrasyon ve dairesel simetri gösterirler (Coma ve Corona Borealis kümeleri, düzenli kümelere örnektir.) Düzensiz kümelerse ancak çok az veya hiç dairesel simetriyi hazırlarlar ve belirgin bir merkezi konsantrasyonları yoktur. Bu sınıfların galaktik muhtevaları da farklıdır: Düzenli kümeler neredeyse tamamen E ve SO galaksilerinden müteşekkildir; düzensiz kümeler ise çok sayıda spiral ve düzensiz galaksilerin yanı sıra, her tipten galaksi ihtiva ederler.

Galaksi kümelerinin düzenli/düzensiz şeklinde sınıflandırılması ile ilgili sistem, Rood ve Sastry [14] tarafından geliştirilmiştir. Bu sistem, küme içerisindeki en parlak 10 galaksinin dağılımına dayanır. Rood-Sastry sistemi, şu şekilde gösterilebilir:

Tablo 1. Galaksi Kümeleri Sınıflandırma Sistemleri.

Özellik/sınıf	Düzenli (Çerkez)	Orta	Düzensiz (geç)
Zwicky tipi	kompakt	orta kompakt	açık
Bautz-Morgan tipi	I, I-II, II	CIID, II-III	CII-III, III
Rood-Sastry tipi	cD, B, CL, C	CL, CF, C	CF, I
Muhteva	belirli galaksi bakımında zengin	belirli galaksi bakımında fakir	belirli galaksi bakımında zengin
E: S0: S oranı	3: 4: 2	1: 4: 2	1: 2: 3
Simetri	küresel	orta	düzensiz şekil
Merkezi yoğunlaşma	yüksek	orta	çok az
Merkezi profil	dik gradyent	orta	basık gradyent
Örnekler	A2199, Coma	A194, A339	Virgo, A1228



Bu diyagramdaki küme tipleri, diyagramın bir ucundan diğer ucuna, sistematik olarak değişirler. Genel sınıflandırma kriterleri şu şekildedir:

- cD (süperdev): Bir cD galaksinin hakim olduğu küme (A401, A2199).
- B (çift) : Parlak bir çift sistemin hakim olduğu küme (Coma).
- L (doğrusal) : En parlak 10 üyeden 3 veya daha fazlasının bir doğru üzerinde dizilmiş bir şekilde bulunduğu küme (Perseus).
- C (çekirdek) : En parlak 10 üyeden en azından 4 tanesinin kümenin merkezinde yer aldığı küme (A2065).
- F (basık) : En parlak 10 galaksiden birkaç tanesinin basık bir konfigürasyonda dağılmış olduğu küme (A397).
- I (düzensiz) : Belirgin bir merkez olmaksızın, galaksileri düzensiz bir dağılım gösteren küme.

Rood ve Sastry, tipe bağlı olarak aşağıdaki sıklık dağılımını bulmuşlardır:

cD: %21 , B: %9 , L: %9 , C: %14 , F: %18 , I: %29.

Bautz ve Morgan [15], her bir kümedeki en parlak galaksinin, diğer galaksilere nazaran teşkil ettiği kontrasta dayanan bir sınıflandırma sistemi geliştirmişlerdir. Bautz-Morgan sistemi, aşağıdaki 5 sınıftan ibarettir:

- Tip I : Kümede, merkezde bulunan tek bir cD galaksisi hakimdir (A2199).
- Tip II : Kümenin en parlak üyeleri, cD galaksileri ile normal dev eliptikler arasındadır (Coma).
- Tip III : Kümede hakim galaksi yoktur (Virgo, Hercules).
- İki ara tip : Tip I-II ve Tip II-III .

Başka bir sınıflandırma sistemi de, galaksi kümelerinin galaktik muhtevasına dayanır [16, 17]. Bu sınıflandırma da kümelerin yapısal görünüşleriyle ve dolayısıyla evvelce bahsedilen diğer sınıflandırma sistemleriyle yakından ilişkilidir. Morgan, kümelerin parlak üyelerinin morfolojik tiplerine göre bir sınıflandırma teklif etmiştir. Daha sonra Oemler, 15 kümeyi 3 tip halinde, içerdikleri galaktik muhtevaya göre sınıflandırmıştır. İncelenen kümelerin karakteristik özellikleri çok geniş bir yelpazede yayılmakla beraber bu özelliklerin büyük çoğunluğu, şu sınıflarda toplanabilir:

Spiral galaksi bakımından zengin kümeler: Yüksek oranda spiral galaksi ihtiva ederler. Aynı zamanda görünüşte; düşük ortalama yoğunluk, merkezi konsantrasyon olmaması ve basık merkezi yoğunluk gradyenti gibi özelliklerle, düzensizdirler.

cD kümeleri: Merkezde süperdev galaksilerin varlığı ve gene çekirdekte spiral galaksilerin bulunmaması ile karakterize edilirler. Diğer küme tiplerine nazaran merkezde çok daha fazla oranda eliptik galaksi içerirler. Yoğun, merkezi konsantrasyonu haiz, küresel görünümlü, dik çıkan merkezi yoğunluk gradyentli kümelerdir.

Spiral galaksi bakımından fakir kümeler: Bu kümeler, spiral galaksi bakımından zengin kümelerle cD kümeleri arasında bir geçiş sınıfına ait kümelerdir. Muhtevalarında S0 galaksileri hakimdir.

Bu üç tip zengin kümedeki tipik eliptik, S0 ve spiral galaksi yüzdeleri ile alan yüzdeleri, Tablo 2.'de verilmiştir.

Bir kümedeki spiral galaksilerin eliptik galaksilere oranı parlaklığa ve küme merkezinden olan uzaklığa bağlı olabilir. Bununla beraber herhangi bir kümedeki en parlak galaksiler neredeyse daima E ve S0 tipi galaksilerdir.

Galaksi kümelerinin galaktik muhtevaları hakkında özet olarak şunları söyleyebiliriz: Yoğun, zengin kümelerde eliptik galaksiler, düşük yoğunluklu kümelerde ise spiral galaksiler ha-

Tablo 2. Galaksi Kümelerindeki Eliptik, S0 ve Spiral Galaksi Yüzdeleri ile Alan Yüzdeleri.

	E	S0	S	(E+S0)/S	Örnekler
cD Kümeleri	%35	%45	%20	4.0	Coma, A2199
Spiral galaksi bakımından fakir kümeler	%15	%55	%30	2.3	A194, A400, A539
Spiral galaksi bakımından zengin kümeler	%15	%35	%50	1.0	Hercules, A1228
Alan	%15	%25	%60	0.7	

kimdir [18, 19]. S0 tipindeki galaksilerin dağılımı genelde eliptik galaksilere benzer. Seyfert tipi galaksilere ise ne zengin ne de fakir kümelerde pek rastlanmayıp, bunların daha ziyade alan galaksileri oldukları tespit edilmiştir [20].

E, S0 ve S tipinden olan küme galaksilerinin, ortalamada, aynı tipten olan alan galaksilerine nazaran daha az gaz ihtiva ettikleri, gözlemsel olarak saptanmıştır [21].

Kümelerdeki E, S0 ve S tipi galaksilerin yoğunluk profilleri incelendiğinde; cD tipi ve spiral galaksi bakımından fakir kümelerde spiral galaksi yoğunluklarının merkeze doğru azaldıkları ve korda sıfır oldukları ortaya çıkmıştır.

Spitzer ve Baade [22], kümelerin yoğun bölgelerinde spiral galaksi bulunmamasını, küme galaksilerinin birbirleriyle çarpışmaları ve ihtiva ettikleri yıldızlararası maddeden arınmalarının bir sonucu olarak yorumlamışlardır. S0 galaksilerinin, ihtiva ettikleri gaz ve tozdan arınmış spiral galaksiler oldukları düşünülmektedir. Bu şekilde gaz ve tozdan arınmaya neden olan çarpışmaların, düzenli kümelerin yoğun merkezlerinde en sık vukû bulmaları beklenir ve gerçekten de bu türlü bölgelerde çok sayıda S0 tipi galaksi olmakla beraber spiral galaksi olmadığı, gözlemlerle tespit edilmiştir.

Kümelerin galaktik muhtevalarından bahsederken, cD galaksileri için de ayrı bir açıklama gerekebilir: cD galaksisi terimi ilk defa Matthews, Morgan ve Schmidt [23] tarafından, dev bir

eliptik çekirdeğin yaygın ve yavaşça azalan bir zarfla çevrelendiği galaksileri tanımlamak için kullanılmıştır. cD tipi galaksilerin uzanımları çok büyük (bilinen en büyük galaksiler) ve lüminoziteleri çok yüksektir. Genellikle birden fazla çekirdek ihtiva ederler. Zengin kümelerin yaklaşık %20'sinde, merkezde hakim bir cD galaksisi vardır.

cD galaksileri üzerinde yapılan incelemelerden ölçülebilir uzanımlarının 100 Kpc'ten, 2 Mpc'in üzerindeki değerlere kadar olabileceği ortaya çıkmıştır. Çeşitli araştırmacılar tarafından hesaplanan cD galaksilerinin kütleleri, $10^{13} M_{\odot}$ mertebesinde-dir.

Galaksi kümelerinin yoğunluk profilleri için de özet olarak şunlar söylenebilir: Kümelerin yüzey parlaklık profilleri, galaktik muhtevaları ile ilgilidir. Spiral galaksi bakımından fakir ve cD tipi kümeler, düzensiz kümelere nazaran daha yüksek merkezi konsantrasyonu ve daha dik yoğunluk gradyentlerini haizdirler.

Son olarak galaksi kümelerinin büyüklükleri ile ilgili şunları söyleyebiliriz: Bir galaksi kümesinin toplam büyüklüğünün tanımı, problemlidir. Kümenin dış zarfı keskin bir kenar göstermediğinden, toplam küme büyüklüğü tek bir biçimde tanımlanmış bir özellik değildir. Bu konudaki uç bir görüş ise, herbir kümenin, diğer kümelerin düşük yoğunluklu zarflarına kadar uzandığı şeklindedir.

Boşluklar

Literatürdeki 'boşluk'larla ilgili bilgilere geçmeden evvel, 'boşluk' kelimesinden ne anlaşılması gerektiği açıklanmalıdır. Geniş-ölçekteki yapıdan bahsedildiğine göre 'boşluk', içerisinde galaksilerin bulunmadığı bölgeyi ifade eden bir terim olarak anlaşılabilir; halbuki burada 'boşluk'tan kasıt, 'galaksi yoğunluğu son derecede düşük olan bölge'dir. Her defasında 'galaksi yoğunluğu son derecede düşük olan bölge' demek yerine, kolaylık sağlaması bakımından, 'boşluk' demek tercih edilmiştir. Kozmolojik modellerin büyük çoğunluğunda bu galaksilerin yoğunluklarının çok düşük oldukları bölgelerin, içerisinde hiç madde

bulunmayan bölgeler gibi bir öneme sahip oldukları, burada vurgulanmalıdır. Problem hep dönüp-dolaşım, yoğunluk dalgalanmalarında kilitlenir: Nispeten daha küçük ölçeklerde bu şekilde yoğunluk dalgalanmaları, yani homojenlikten sapmalar olacak; buna mukabil daha büyük ölçeklerde homojen bir yapı olacak. Bu bakımdan düşünüldüğünde boşluk bölgeleri, kozmolojik modeller ve geniş-ölçekteki yapının evrimi söz konusu olduğunda, çok önemli bölgelerdir.

Galaksilerin bulunmadığı bölgelerin varlığı ilk defa, Einasto ve arkadaşları [24] tarafından ortaya atılmıştır. Çapları $10h^{-1}$ ile $30h^{-1}$ Mpc arasında olan boşlukların varlığına ait ilk net deliller ise, kırmızıya kayma değerlerinin listelendiği kataloglarda ortaya çıkmıştır [25, 26, 27]. ($Ch \equiv H_0 / 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$; $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.)

Bilinen en büyük boşluk, Bootes boşluğudur [28]. Bootes boşluğunun merkezi $\alpha=14^{\text{h}}50^{\text{m}}$, $\delta=46^{\circ}$ de yer alır. $H_0=50 \text{ km sn}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ değeri kabul edildiği takdirde hacmi, 10^6 Mpc^3 tür.

Bootes boşluğu literatürde bilinen yegane büyük boşluk değildir; Phoenix boşluğu da Bootes boşluğuna yakın büyüklüktedir [29]. Son yıllarda rapor edilen boşlukların sayısı giderek artmaktadır; hatta Batuski ve Burns, Abell kümelerini analiz ederek bir 'muhtemel süper kümeler ve boşluklar' kataloğu hazırlamışlardır.

Neticede; evrenin geniş-ölçekteki yapısına dair çizilen tabloda, boşluklar da mutlaka yerlerini almalıdır.

Kozmik Zemin Işınımı

1960'ların ortalarında Bell Laboratuvarları fizikçilerinden Arno Penzias ve Robert Wilson'ın, gökyüzünün radyo parlaklığına dair ölçüm yaptıkları esnada tespit ettikleri gürültü, kendilerine 1978 Nobel Fizik Ödülünü kazandırmıştır.

Bu iki fizikçinin tespit ettikleri radyo-gürültünün açıklaması çok daha önceki yıllarda, 1948'de Gamow'un erken evrenle ilgili tahminlerinde yatar. Gamow büyük patlamanın erken safhalarının çok sıcak olması gerektiğini ve gene bu erken safhalar-

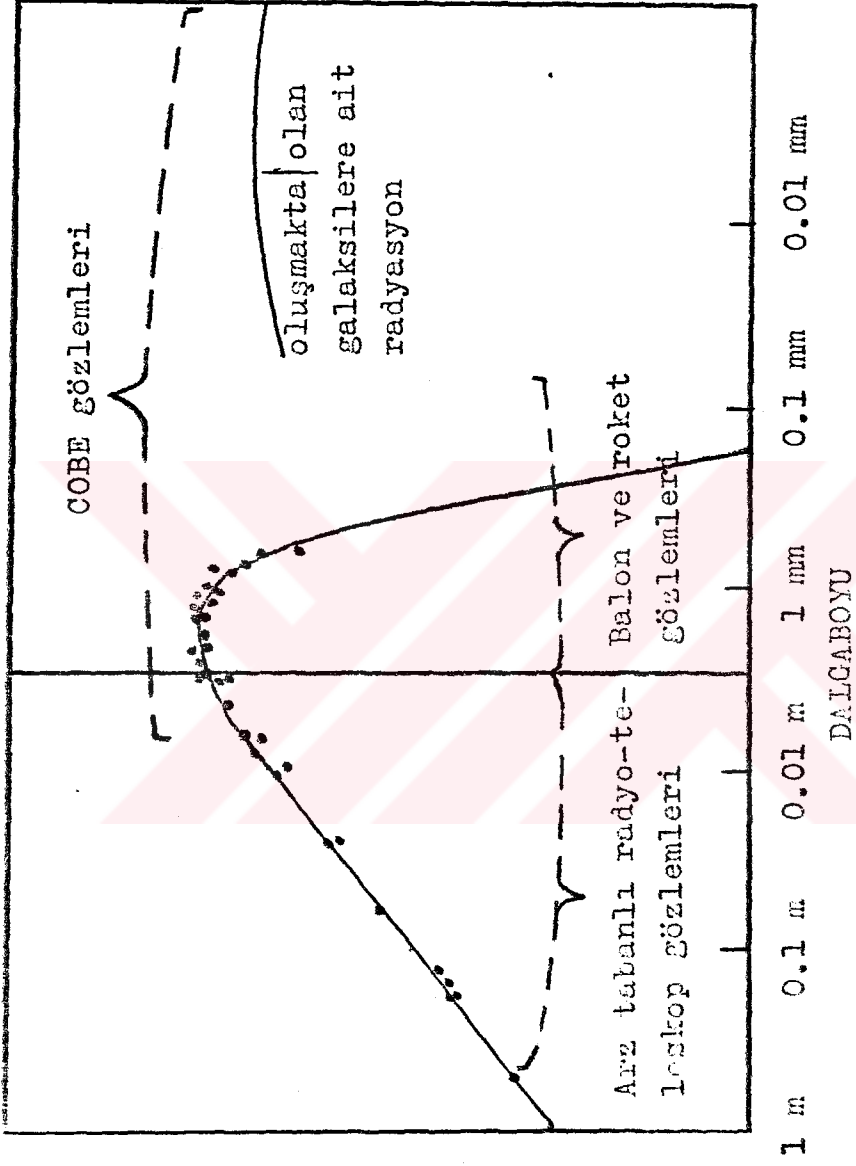
da, çok büyük miktarda bir karacisim ışınımı yayınlanmış olması gerektiğini tahmin etmiştir. Bundan bir yıl sonra Alpher ve Herman, çok büyük kırmızıya kaymanın dalgaboylarının büyümesine neden olacağını ve dolayısıyla büyük patlamadan kalan radyasyonun çok soğuk görünmesi gerektiğini göstermişlerdir. 1940'ların sonunda bu ışınımın tespiti mümkün değildi. 1960'ların ortalarında Dicke yaptığı hesaplar sonucu bu kalıntı radyasyonun tespit edilebilir şiddette olması gerektiğini göstermiş ve bu ışınımın tespiti için gereken alıcının yapımı çalışmalarına başlamıştır. İşte Penzias ve Wilson bir tesadüf eseri Dicke'nin çalışmalarından haberdar olmuş ve kendi tespit ettikleri gürültünün, gerçekte büyük patlamanın kalıntısı olan, zemin ışınımına ait olduğunu anlamışlardır.

Keşfinden bu yana zemin ışınımı, birçok dalgaboylarında ölçülmektedir (Şekil 9.). Bütün bu ölçümler zemin ışınımının görünen sıcaklığının, yaklaşık 2.7 °K değerinde olduğunu doğrulamıştır.

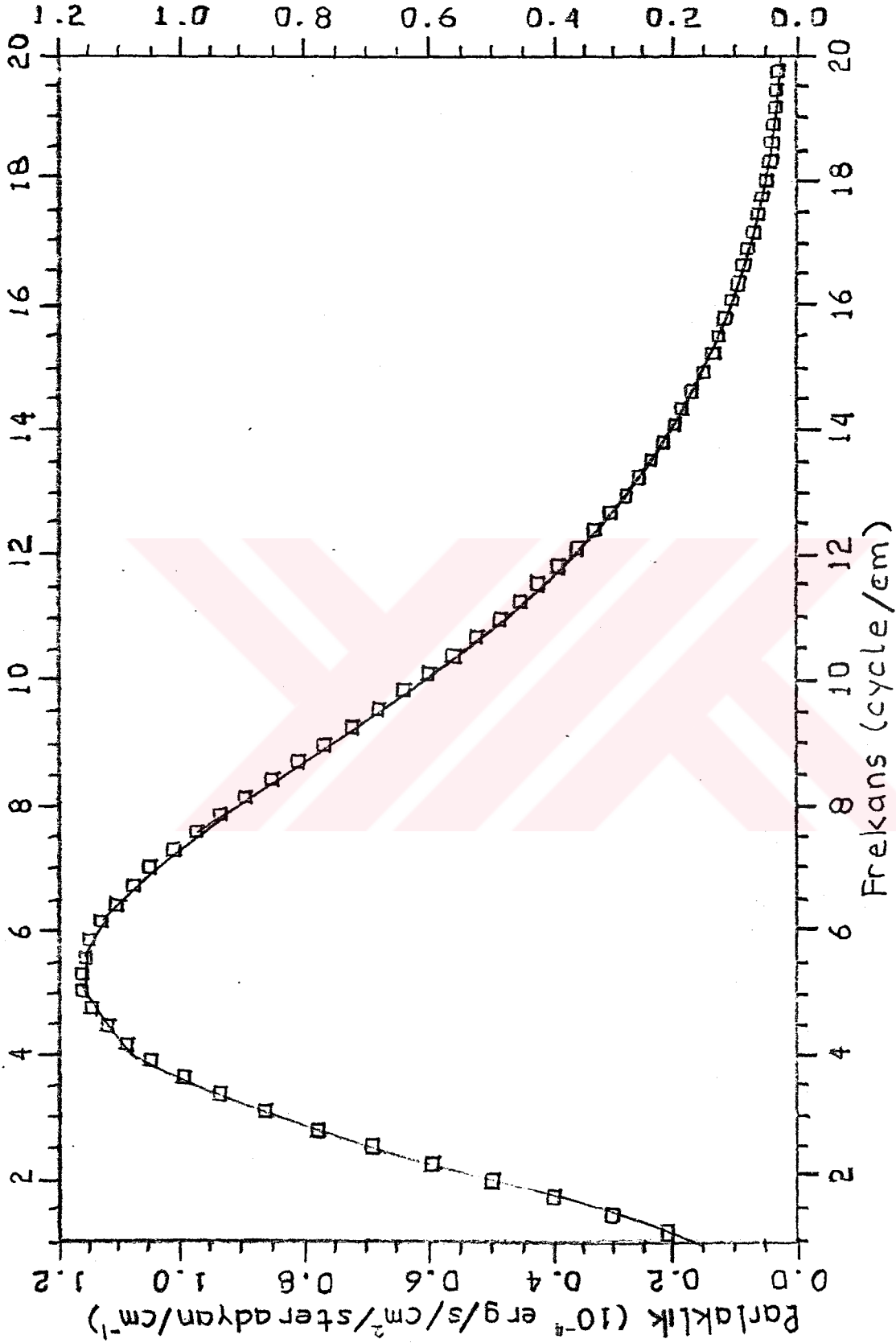
Kozmik zemin ışınımı ile ilgili yapılan ölçümlerden çıkan bir başka net sonuç, bu ışınımın izotropik olduğudur. Kozmik zemin ışınımının izotropikliğine dair en yeni bulgular, bir yıllık COBE verilerinin değerlendirildiği yayınlarda görülebilir [30, 31]. Bu verileri özetleyen grafikler, Şekil 10a ve 10b'de sunulmuştur.

Kozmik zemin ışınımının izotropisi, erken evrenin homojen olduğunun bir göstergesidir. Burada ortaya çıkan soru şudur: Erken zamanlarda bu derecede homojen olan evren, evriminin sonraki safhalarında nasıl bu kadar kümeleşebilmiştir?

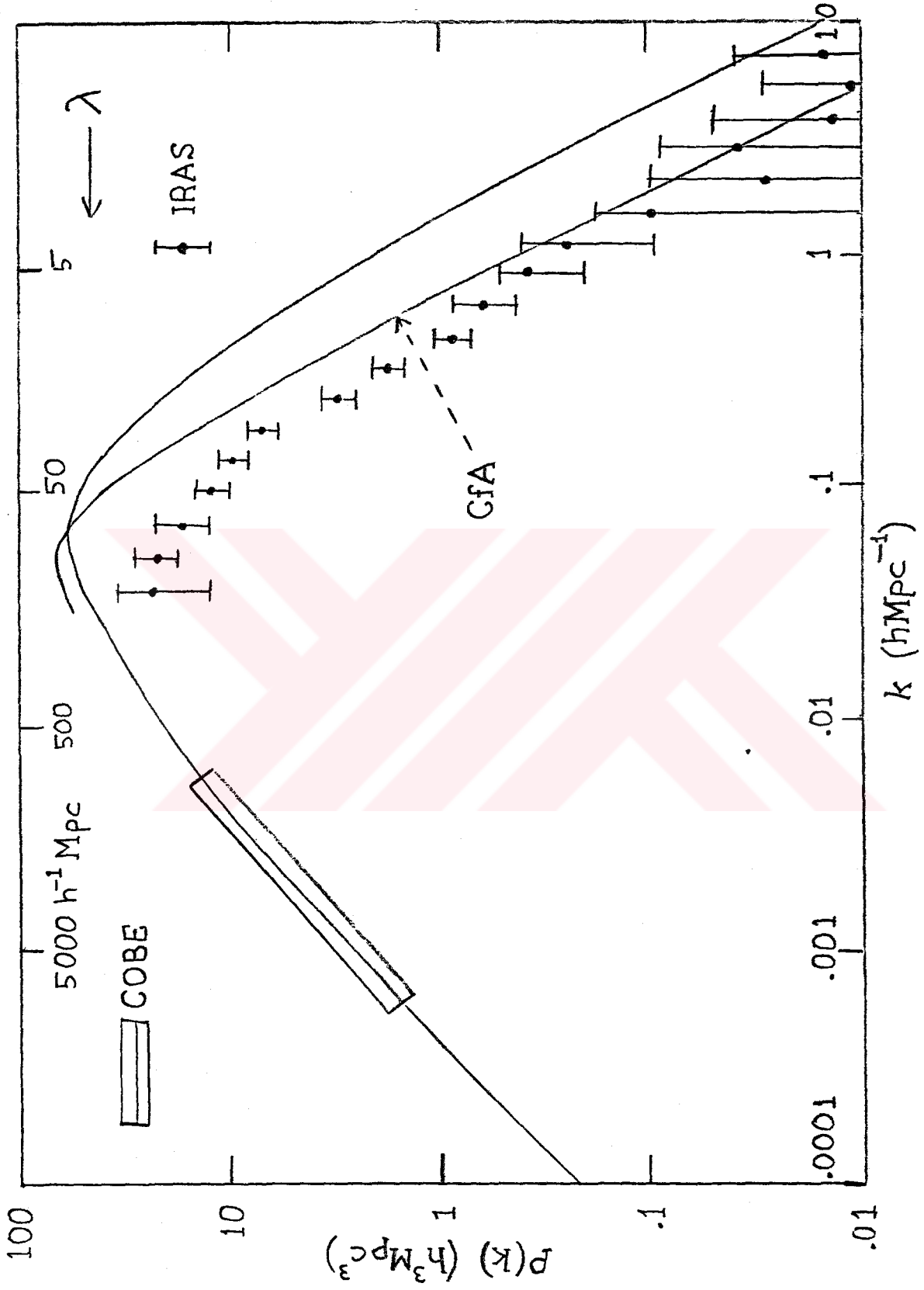
Evrenin geniş-ölçekteki yapısı, gözlemsel olarak işte böyle bir manzara arz etmektedir. O halde bu gözlem sonuçları nasıl bir teorik çerçeve içerisinde incelenmelidir ve/veya bu gözlem sonuçları nasıl bir teorik çerçeve çizer?



Şekil 9. 2.7 °K lik zemin ışınının hangi dalgalıların-
da, hangi alıcılarla ölçüldüğüne dair diagram.



Şekil 10 a. COBE uydusu verilerinden itibaren kozmik zemin ışınının spektrumu. Eğri, $T=2.736$ °K sıcaklığına tekabül eden karacisim spektrumu ile aynıdır.



Şekil 10 b. COBE/IRAS/CfA spektrumlarının karşılaştırılması.

II.2. Standart Büyük Patlama Modeli

Standart kozmolojik model, büyük patlama modelidir. Bu model evrenin evrimini geriye doğru, tanecik enerjileri 10^{10} GeV değerlerine erişinceye kadar takip etmeyi mümkün kılar.

Neden bir 'büyük patlama'nın olduğu düşünülmektedir? Bu soruya karşılık akla gelen ilk cevap, evrenin genişlediğidir (Evrenin genişlediği bulgusunun ortaya konması, tarihsel gelişimi çerçevesinde, [32] numaralı referansta incelenmiştir.) 'Büyük patlama' ile 'genişleyen evren' doğal olarak hep birarada düşünülür; halbuki tek başına kozmolojik genişlemeyi ortaya koyan gözlemler, mutlaka bir büyük patlama olmuş olmasını gerektirmezler. Mesela Kararlı Hal (Steady State) modelinde de genişleme vardır, fakat buna mukabil bu modelde evrenin geçmişinde bir yüksek sıcaklık ve yüksek yoğunluklar epoku yoktur [32].

Bir büyük patlama olmuş olmasını gerektiren, genişlemenin dışında, başka sebepler de vardır. Bu sebeplerden muhtemelen en önemlisi, 2.7 °K lik zemin ışınımının varlığıdır. Fotonlar birbirlerinden 'recombination' epokta ayrıldıklarından, zemin ışınımı, doğrudan doğruya bu epoka ait bilgi verir.

Büyük patlamaya ait ikinci önemli delil, 'büyük patlama nükleosentezi ve hafif elementlerin bolluğu'dur. Bir üçüncü delil ise tamamen teoriktir ve GUT (Grand Unified Theory - Büyük Birleşmiş Teori)'un doğru baryon asimetri değerini elde edebilmesi ile ilgilidir. GUT'un bu başarısı, geriye doğru 10^{15} GeV'luk enerjilere kadar bir extrapolasyonun dikkate alınması gerektiğini gösterir.

Standart Büyük Patlama Modeli (SBPMD sıcaklığın 10^{18} GeV olduğu epoklara kadar; yani günümüzden ($t \sim 10^{17}$ sn ve $T \sim 10^{13}$ GeV (3 °K)), Planck epok ($t \sim 10^{-44}$ sn ve $T \sim 10^{18}$ GeV)'a kadar geri gidebilir.

Standart Model

(Buradan itibaren bu çalışmada, aksi belirtilmedikçe, \hbar (Planck sabiti/ 2π)= c (ışık hızı)= k (Boltzmann sabiti)=1 olacak şekilde düzenlenmiş birimler sistemi kullanılacaktır.)

SBPM homogenlik ve izotropiyi varsayar; bu da Friedmann-Robertson-Walker (FRW) metriğini kullanmayı mümkün kılar:

$$ds^2 = - dt^2 + R^2(t) \left[\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 (d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) \right] \quad (1)$$

Burada $R(t)$, FRW ölçek çarpanı ve k da, geometriyi belirleyen eğrilik sabitidir ($k=0, +1, -1$ değerleri sırasıyla düz, kapalı ve açık evrene tekabül eder). Diğer taraftan Einstein denklemlerinden itibaren genişleme oranı ile enerji yoğunluğu ve eğrilik arasındaki ilişkiyi veren Friedmann denklemi yazılabilir:

$$H^2 \equiv \left(\frac{\dot{R}}{R} \right)^2 = \frac{8\pi\rho}{3M_p^2} - \frac{k}{R^2} + \frac{\Lambda}{3} \quad (2)$$

Burada H Hubble parametresi, ρ toplam kütle-enerji yoğunluğu, Λ kozmoloji sabiti ve $M_p = 1.2 \times 10^{19} \text{ GeV}$ de Planck kütesidir. Bu denklem enerji korunumu (entropi korunumu ile eşdeğer) denklemi

$$\dot{\rho} = -3 \left(\frac{\dot{R}}{R} \right) (\rho + p) \quad (3)$$

ile birleştirildiğinde, erken evrendeki birkaç tipik genişleme safhaları elde edilir. (3) denkleminde p , izotropik basınçtır.

Erken zamanlarda evrende radyasyon hakimdir ve dolayısıyla hal denklemi

$$p = \frac{\rho}{3}$$

olur. Gene erken zamanlarda k ve Λ 'nın H 'ya katkısı ihmal edilebilir ve dolayısıyla

$$\dot{\rho} = -4\rho \dot{R}/R$$

veya

$$\rho \propto R^{-4}$$

olur. $\dot{R} \propto R^{-1}$ olduğundan da radyasyonun hakim olduğu evren için;

$$R \propto t^{1/2} \quad (4)$$

olur. $\rho \propto T^4$ ve

$$t = \left[\frac{3}{32 \pi G \rho} \right]^{1/2} + \text{sabit} \quad (5)$$

olduğundan hareketle, sıcaklıkla zaman arasında da bir ilişki kurulabilir. Burada G , evrensel çekim sabitidir.

Maddenin hakim olduğu bir evren için veya evrende maddenin hakim olduğu sonraki epoklar için de benzer hesaplar yapılabilir:

$$p = k = \Lambda = 0$$

alındığı takdirde

$$\dot{\rho} = \frac{-3 \rho \dot{R}}{R}$$

veya

$$\rho \propto R^{-3}$$

ve

$$R \propto t^{2/3} \quad (6)$$

bulunur.

ρ_m madde yoğunluğu ve ρ_r radyasyon yoğunluğu olmak üzere

$$\rho_m \propto \frac{1}{R^3}$$

ve

$$\rho_r \propto \frac{1}{R^4}$$

olduğundan erken zamanlarda $\rho_r > \rho_m$ dir ve evrende maddenin hakimiyeti, $T_e(\rho_r = \rho_m) \simeq 10^3$ °K olduğunda başlar.

$\Lambda=0$ olmak üzere bir ρ_c kritik enerji yoğunluğu tanımlanabilir: ρ_c kritik yoğunluğu, $k=0$ için $\rho = \rho_c$ olacak şekilde tanımlanır:

$$\rho_c = \frac{3 H^2}{8 \pi G} \quad (7)$$

Hubble parametresinin günümüzdeki değeri cinsinden ρ_c ,

$$\rho_c = 1.88 \times 10^{-29} h^2 \quad \text{g cm}^{-3} \quad (8)$$

olur. Burada h

$$h = H_0 / (100 \text{ km Mpc}^{-1} \text{ s}^{-1}) \quad (9)$$

Hubble parametresinin $100 \text{ km Mpc}^{-1} \text{ s}^{-1}$ birimlerindeki günümüzdeki değeridir. (Aksi söylenmediği müddetçe (.) alt indeksi, günümüzdeki değerleri göstermek üzere kullanılacaktır.)

Kozmolojik yoğunluk parametresi Ω , enerji yoğunluğunun kritik yoğunluğa oranı olarak tanımlanır:

$$\Omega \equiv \frac{\rho}{\rho_c} \quad (10)$$

Ω 'nın değeri, k'nın işaretini belirler:

$$\begin{cases} \Omega > 0 & \text{için} & k = +1 \\ \Omega = 1 & \text{için} & k = 0 \\ \Omega < 0 & \text{için} & k = -1 \end{cases} \quad \text{olur.}$$

Friedmann denklemi Ω cinsinden şöyle yazılabilir:

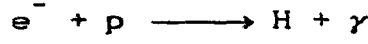
$$(\Omega - 1) H^2 = \frac{k}{R^2} \quad (11)$$

h ve Ω ile ilgili gözlemsel limitler şöyledir [33]:

$$0.4 < h < 1 \quad (12a)$$

$$0.1 < \Omega < 4 \quad (12b)$$

Recombination epok; elektron ve protonların, $T_R \approx 10^3 \text{ } ^\circ\text{K} \approx 1 \text{ eV}$ sıcaklığında nötral hidrojeni oluşturdukları epoktur:



$T < T_R$ olan sıcaklıklarda fotonlar ayrılabilirler; buna mukabil $T > T_R$ olan sıcaklıklarda fotonlar termal denge halindedir ve bu sıcaklıklara karşılık gelen zamanlarda evrende radyasyon hakimdir.

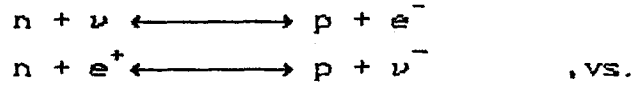
Nükleosentez

Başlangıçtan itibaren 1 saniye ile 200 saniye arasındaki periyot, evrenin geçmişinde önemli bir rol oynamıştır. Hafif çekirdekler, bu zaman zarfında meydana gelmiştir: He^4 , H^2 , He^3 , Li^7 . Daha ağır çekirdekler ise çok daha sonra, yıldızlarda meydana gelmişlerdir.

İlkel nükleosentez esnasında meydana gelen çekirdekler, bu periyottaki nötronların protonlara olan oranına (N_n / N_p) hassastırlar. $t < 1$ saniye ve buna karşılık gelen $T > 1$ MeV 'de bu oran, şu denge formülüyle ifade edilir:

$$N_n / N_p = \exp (-\Delta m / T) \quad (13)$$

Burada $\Delta m = 1.3$ MeV, n-p kütle farkıdır. Bu denge,

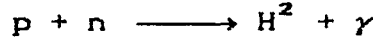


gibi zayıf etkileşmelerle devam eder.

Sıcaklık $T_f = 0.7$ MeV değerine düştüğünde bu zayıf etkileşmeler çok yavaşlar ve (N_n / N_p) oranı donar:

$$(N_n / N_p)_f = \exp (-\Delta m / T_f) = \text{sabit} \quad (14)$$

Bu safhada proton ve nötronlar, serbest parçacıklardır. (Bir çekirdek içerisinde bağlanmış değildir.) Daha sonra, $T < 100$ keV olduğunda nötronların büyük çoğunluğu,



prosesine uygun olarak, döteryumda bağlanırlar. Döteryumların nükleon yakalamasıyla He^3 ve H^3 meydana gelir. Daha sonra bunların da birer proton veya nötron yakalamalarıyla, He^4 meydana gelir. Böylelikle ilkel nükleosentez cereyan eder.

İlkel nükleosentezin tahmin ettiği H^2 , He^3 , He^4 , Li^7 bolluklarının gözlemlerle uyuşması, standart modelin dayanaklarından biridir [34].

SBPM'yi destekleyen delillerin herbiri (Hubble kanunu-evrenin genişlemesi-, kozmik zemin ışınımı ve büyük patlama nükleosentez hesapları) evrenin geçmişinde, farklı periyotlara aittir. Mesela Hubble kanununu ortaya çıkartan gözlemler, evrenin büyük patlamadan milyarlarca yıl sonraki davranışını ortaya koyar. Diğer taraftan kozmik zemin ışınımı evrende, büyük patlamadan 100 000 yıl sonraki şartların nasıl olduğunu gösterir: Bu anda evren, serbest çekirdek ve elektronların nötral atomları meydana getirmelerine müsaade edecek kadar soğumuştur. Bundan daha erken zamanda ise evreni dolduran plazma neredeyse tamamen opaktır ve fotonlar sürekli absorblanır ve tekrar yayınlanır. Fakat nötral atomların oluşumundan itibaren evren bir hayli geçirgen bir hale gelir. Bundan dolayı kozmik zemin ışınımını oluşturan fotonların büyük çoğunluğu, büyük patlamadan 100 000 yıl geçtikten sonraki zamandan itibaren doğrudan doğruya yollarına devam edebilen fotonlardır ve bu nedenle o zamana ait bilgi verirler. En son olarak da ilkel nükleosentez hesapları, evrenin çok daha evvelki zamanlarına ait bilgi verir. Hafif çekirdeklerin bolluklarının hesaplanmasına dayanan bu hesaplar büyük patlamadan sonraki ilk birinci saniyeden, dördüncü dakikaya kadar uzanır.

SBPM yukarıda bahsedilen bütün zamanlar için (büyük patlamadan 1 saniye sonrasında günümüze kadar) evrenin evrimini çok başarılı bir şekilde tasvir eder. Bununla beraber bazı soruları da cevapsız bırakır:

Neden fotonların sayısının, proton ve nötronların sayısına oranı yaklaşık 10^{10} a eşittir de başka bir sayıya eşit değildir? SBPM bu oranı açıklamaz; fakat bu oranı, başlangıç şartlarının bir özelliği olarak kabul eder.

Geniş ölçeklerde evren nasıl bu kadar homojen olabilmiştir? Yıldızlar, galaksiler ve galaksi kümeleri birer yığındır ve bu açıdan düşünüldüğünde gözlenen evren pek çok inhomojenlikler içerir; halbuki kozmolojik olarak düşünüldüğünde, evrendeki bütün bu yapılar küçük ölçekte kalır. Mesela 300 milyon ışık yılı veya daha büyük bir ölçek üzerinden ortalama alındığında evren, çok homojen görünür. Bu geniş ölçekteki homojenlik en aşikar bir şekilde, kozmik zemin ışınımında kendini gösterir. Kozmik zemin ışınımı evrenin büyük patlamadan yüzbin yıl geçtikten sonraki halini yansıttığına göre, bu zamanda evrenin homojen olduğu sonucuna varılır. SBPM bu geniş ölçekteki üniformluğu da açıklayamaz ve bunu da başlangıç şartlarının bir kısmı olarak kabul eder.

Geniş-ölçekteki üniformluğu açıklama gücü, evrenin genişleme oranı ile ilgilidir. Üniform bir sıcaklık, kolaylıkla anlaşılabilir: Herhangi birşey kafi miktarda uzun bir zaman içerisinde pertürbe edilmediği takdirde, üniform bir sıcaklığa erişir. Bununla beraber SBPM'de evren o kadar süratle evrimleşir ki, bu üniformluğun herhangi bir fizik prosesle açıklanması mümkün değildir.

Ω yoğunluk parametresi (10) denklemi ile, yoğunluğun kritik yoğunluğa oranı olarak tanımlanmıştır. Kütle yoğunluğu kritik yoğunluğu aştığı takdirde herşeyin diğer herşey üzerindeki çekim etkisi, giderek evrenin genişlemesini durduracak kadar güçlü olur. Evren bu durumda tekrar büzülmeye/çökmeye başlar. Diğer taraftan kütle yoğunluğu kritik yoğunluktan az olduğu takdirde evren ilâhîhaye genişlemeye devam eder. $\Omega=1$ noktası SBPM'de, kararlı bir denge noktasıdır. 'Denge noktası' deyimi şunu ifade eder: Eğer Ω evvelden beri 1 ise, daima da 1 olacaktır. 'Kararsız' kelimesi ise şu anlama gelir: denge noktasından herhangi bir doğrultuda herhangi bir sapma, süratle büyür. Eğer erken ev-

rende Ω 'nın değeri 1'den biraz büyükse, bu, Ω 'nın süratle sonsuza doğru artmasını gerektirir. Eğer Ω değeri erken evrende 1'in biraz altındaysa, bu defa da süratle sifıra düşmesi gerekir. Özetle günümüzde Ω 'nın 1'e yakın olması, erken zamanlarda da 1'e son derecede yakın olmasını gerektirir. SBPM'de erken evrende Ω 'nın neden 1'e bu kadar yakın olması gerektiği hakkında bir açıklama yoktur ve bu husus da başlangıç şartlarının bir kısmı olarak kabul edilir.

Sonradan galaksilerin ve galaksi kümelerinin oluşumuna neden olacak olan ilkel yoğunluk dalgalanmalarına SBPM çerçevesinde bir orijin gösterilebilir mi? Evren çok büyük ölçeklerde son derecede homojenken, kk ölçeklerde, güneş sisteminden galaksi kümelerine uzanan, değişik büyüklüklerde kümeleşmeler, yani homojenlikten sapmalar göstermektedir. Bu homojenlikten sapmalar, gravitasyonel kararsızlıkla ilgilidir: Ortalama yoğunluktan daha yoğun olan herhangi bir bölge, ortalamadan daha güçlü bir gravitasyon alanı meydana getirir ve giderek daha da fazla kütle çeker. Dolayısıyla kk pertürbasyonlar şiddetlenerek, büyük pertürbasyonlar haline gelirler. İşte bu pertürbasyonlara kaynak teşkil etmek üzere, erken evrende, ilkel yoğunluk dalgalanmaları olması gerekir. SBPM bu pertürbasyonların orijini hakkında herhangi bir bilgi vermez; ilkel yoğunluk dalgalanmalarını da bir başlangıç şartı olarak kabul eder.

Literatürde, geniş-ölçekteki yapının oluşmasına neden olan gravitasyonel kararsızlıklara orijin teşkil eden ilkel yoğunluk dalgalanmaları ile ilgili tek türlü ve tam bir açıklama, henüz yoktur. Bu alışmada, Uyuşuk Soğuk Büyük Patlama (USBP) modeline göre teşekkül eden kozmik sicimlerin, ilkel yoğunluk dalgalanmalarına orijin teşkil ettikleri teklif edilmektedir.

III. EVRENİN GENİŞ-ÖLÇEKTEKİ YAPISINA ORIJİN TEŞKİL EDEN İLKEL YOĞUNLUK DALGALANMALARI VE BU DALGALANMALARDAN İTİBAREN EVRENDE IŞIK VE KÜTLENİN KÜMELEŞMESİ

III.1. USBP Modeli Çerçevesinde Elde Edilmek İstlenen İkel Yoğunluk Dalgalanmaları

Uyşuk Soğuk Büyük Patlama (USBP) modeli,

$$p = \frac{\rho}{3} \frac{1 - \rho/\rho_0}{1 + \rho/\rho_0} \quad (15)$$

formundaki hal denklemi ile FRW (Friedmann-Robertson-Walker) kozmolojisini harmanlayan bir modeldir [35, 36, 37]. Burada ρ_0 bir sabittir.

Friedmann denkleminin çözümü için gereken ilave bağıntı, evreni dolduran maddeyi karakterize eden $p=p(\rho)$ şeklindeki hal denklemidir. Standart modelde hal denklemi olarak (normal birimler sisteminde)

- Evrenin radyasyonla dolu olması halinde

$$p = \left(\frac{c^2}{3} \right) \rho \quad (16)$$

- Evrenin madde ile dolu olması halinde

$$p = 0 \quad (17)$$

hal denklemleri kullanılmıştır.

$$p = - \left(\frac{c^2}{3} \right) \rho \quad (18)$$

formundaki hal denklemi ise ilk defa Kolb [38] tarafından teklif

edilmiş ve Kolb, hal denklemi (18) formunda olan maddeyi K-madde olarak isimlendirmiştir. Evrenin K-madde ile dolu olması halinde Friedmann denkleminin çözümlerini araştıran Kolb,

$$K = \frac{8 \pi G}{3 H_0^2} \rho_{0,K} R_0^2 \quad (19)$$

olmak üzere ölçek çarpanı için şu ifadeyi bulmuştur:

$$R(t) = c (K - k)^{1/2} t \quad (20)$$

Hal denklemi (18) olan maddeye K-madde denilmesinin sebebi, (19) ile tanımlanan K'nın, eğrilik gibi davranmasıdır.

(20) denklemi, evrenin sabit bir hızla genişlediğini ifade eder. Bundan dolayı Kolb bu modele, 'Uyuşuk' (Coasting) model adını vermiştir. USBP modelindeki 'uyuşuk' kelimesi de, bu anlamda kullanılmıştır.

USBP modelinde erken evrende ($\hbar=c=k=1$ olan birimler sisteminde),

$$p = - \frac{\rho}{3} \quad (21)$$

formundaki hal denklemi geçerlidir. Bir başka deyişle USBP'ye göre erken evrende, hal denklemi (21) ile verilen madde hakimdir. Gene bu modelde büyük-patlama esnasındaki sıcaklık, mutlak sıfır değerindedir [37]. USBP modelindeki "Soğuk" kelimesi, büyük-patlama anındaki sıcaklığın mutlak sıfır değerinde olduğundan dolayı kullanılmıştır.

Diğer taraftan Vilenkin; zamanla lineer olarak genişleyen ve $p=-\rho/3$ olan uyuşuk evrende, kozmik sicimlerin hakim olması gerektiğini göstermiştir [37, 39]. O halde USBP'de erken evrende, kozmik sicimler hakimdir.

'Kozmik sicim' terimi ne ifade eder?

Kozmik Sicimler

Kozmik sicimler, lineer topolojik bozukluklardır.

Büyük patlama ile oluşan evrenin ilk anlarında evrendeki enerji yoğunluğu, çok yüksektir. Günümüzde; enerji yoğunluğunun çok yüksek olması halinde temel parçacıklar ve aralarındaki etkileşmeler, GUT ile ifade edilmektedir. GUT bir G ayar grubunu simetri grubu olarak kabul eder. Enerji düştükçe, belirli enerji değerlerinde simetri kırılması adı verilen olay meydana gelir. Simetri kırılması, modelin simetri grubunun bir üst gruptan bir alt gruba geçmesidir:

$G \rightarrow H \rightarrow \dots SU(3) \times SU(2) \times U(1) \longrightarrow SU(3) \times U(1)$
gibi. Bu şekilde meydana gelen simetri kırılmaları da, faz geçişlerini doğururlar.

Kirzhnits ilk defa 1972'de, bugün kırık olarak görülen bütün simetrilerin, evrenin çok erken zamanlarında (sıcaklığın çok yüksek olduğu zamanlarda) yeniden kurulmuş olduğunu teklif ederek, GUT ile kozmoloji arasındaki köprüyü kurmuştur [40].

Evrenin çok erken zamanlarında meydana gelen faz geçişleri sonucu, topolojik olarak kararlı (evrendeki bütün sürekli dönüşümler altında bozulmayan) bazı yapılar ortaya çıkar; kozmik sicimler de bu yapılardandır.

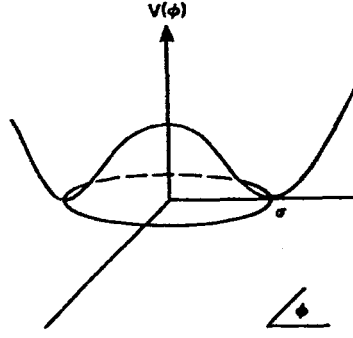
Simetri kırılması demek; temel parçacıkları ve aralarındaki etkileşmeleri temsil eden modelde bulunan skaler kuantum alanı ϕ 'nin vakum beklenen değerinin sıfırdan farklı olması demektir:

$$VEV = \langle 0 | \phi | 0 \rangle = \langle \phi \rangle \neq 0 \quad (22)$$

Simetri kırılmasından itibaren kozmik sicim nasıl oluşur?

$$V(\phi) = \frac{\lambda}{4} \left[|\phi|^2 - \sigma^2 \right]^2 \quad (23)$$

formundaki potansiyeli gözönüne alalım. ϕ , kompleks bir skaler alan olsun (Şekil 11.).



Şekil 11.

ϕ 'nin potansiyel enerjisi minimum yapan değerleri bir çember oluşturur. Buna dair vakum manifoldu M , şöyledir:

$$M = \left\{ \sigma e^{i\alpha} \mid 0 \leq \alpha \leq 2\pi \right\} \quad (24)$$

Topolojik bozukluğa tekabül eden nokta uzayda,

$$\phi(x) = 0$$

veya daha genel olarak

$$\phi(x) \in M$$

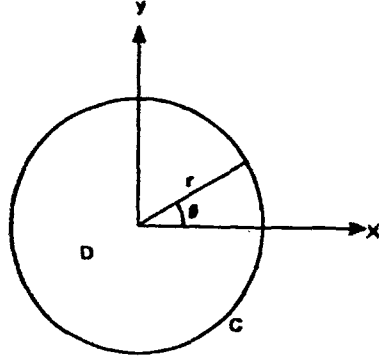
ifadelerini sağlayan noktadır. Dolayısıyla topolojik bozukluğa tekabül eden nokta, büyük potansiyel enerji yoğunluğunu haizdir:

$$\rho(x) \propto V(\phi(x)) \propto \lambda \sigma^4 \quad (25)$$

Uzayda bir C_r çemberi düşünelim. ϕ 'nin C_r üzerindeki değeri, çember üzerindeki 1 turla belirlensin:

$$\phi(r, \theta) = \sigma e^{i\theta} \quad (26)$$

Şimdi sınırı $\delta D = C_r$ olan bir D diski düşünelim. İddia şudur: $z \in D$ olan bir singularite noktası (veya topolojik bozukluğa tekabül eden nokta) vardır (Şekil 12.).



Şekil 12.

Bu iddianın delili için, sadece ϕ 'nin sürekli olduğunu varsaymak kafidir:

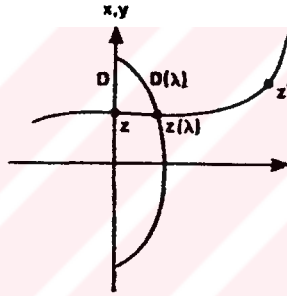
Eğer bütün $y \in D$ olan y 'ler için $\phi(y) \in M$ ise, C_r tek bir noktaya büzülebilir. Süreklilikten dolayı çember üzerindeki tur sayısı sabit kalmalıdır ve dolayısıyla nihai büzülme noktasında ϕ , M 'deki bütün değerleri almalıdır ki bu bir çelişkidir. O halde $\phi(z) \in M$ olacak şekilde bir $z \in D$ noktası olmak zorundadır. Bu iddia, $\phi(z) = 0$ olacak şekilde bir $z \in D$ noktası olduğunu göstermek üzere, geliştirilebilir.

Aynı şey bir başka şekilde de ifade edilebilir:

$\langle \phi \rangle = \sigma e^{i\theta}$ daki σ , model tarafından belirlenir; buna mukabil θ , keyfidir. Diğer taraftan $\langle \phi \rangle$ 'nin tek değerliliği, uzaydaki bir kapalı eğri boyunca bir tam tur atıldığı takdirde θ 'daki $\Delta\theta$ değişiminin, k bir tam sayı olmak üzere, $\Delta\theta = 2k\pi$ olmasını gerektirir. $k=1$ olsun. Söz konusu kapalı eğri bir noktaya büzüldüğü takdirde, tek bir nokta için $\Delta\theta = 0$ olduğundan, $1=0$ gibi bir çelişki elde edilir. O halde kapalı bir eğrinin, bir tek noktaya büzülmemesi gerekir. Bu da her kapalı eğri içinde en az bir noktada, $\langle \phi \rangle$ 'nin bir singulariteyi haiz olmasıyla gerçekleşebilir. Bu singularite noktalarının oluşturdukları eğrinin de ya kapalı

veya sonsuz olması gerekir ki her kapalı eğri içerisinde en az bir singülarite noktası bulunabilsin. İşte bu sahte vakum eğrisine, kozmik sicim adı verilir [40].

Tekrar yukarıdaki D diskinde dönersek; sınır sabit kalacak şekilde diskte deformasyonlar meydana gelmek suretiyle, bir parametrelili bir $z(\lambda)$ noktalar ailesi elde edilir. $z(\lambda)$ noktaları, yukarıda bahsedilen singülarite noktalarıdır. Bu noktaların bir doğru üzerinde dizilmeleri hali, enerjinin minimize olması haline karşılık gelir. Bu durumda, $z(\lambda)$ 'lardan müteşekkil doğrular meydana gelir ki bunlar, kozmik sicimlerden başka birşey değildir (Şekil 13.). Kozmik sicimlerin bir ucu yoktur; dolayısıyla bunlar ya sonsuz, veya kapalı luplardır.



Şekil 13.

Kozmik sicim çözümleri ilk defa Nielsen ve Olesen [41] tarafından elde edilmiştir. Nielsen ve Olesen'in çözümlerinde; ortada lineer kütle yoğunluğunu taşıyan bir tüp ve bu tübün etrafında da içinde manyetik alan olan ikinci bir tüp vardır.

Kozmolojide uzunluğu kesit alanına nazaran çok büyük olan sicimlerle çalışıldığı için, sicimin iç yapısı gözönüne alınmaz.

Sicim teorisinin cazip tarafı, sadece tek bir serbest parametre olmasıdır: μ . Sicimin birim uzunluğu başına kütlesi, μ ile gösterilir. $G\mu = (m_{\text{gut}}/m_{\text{planck}})^2$ ile tanımlanan boyutsuz sayı, teorilerde 10^{-4} - 10^{-10} arasında bulunmaktadır.

$G\mu = 10^{-6} \mu_{\odot}$ olan sicimlerin birim uzunlukları başına kütleleri $2 \times 10^7 \mu_{\odot} \text{ parsek}^{-1}$ (yaklaşık 10^{21} kgm^{-1}) dir.

Sicimin hareketi için karakteristik hız, ışık hızıdır. Sicimlerin konfigürasyonu ve zemin metriği bu hızı, çok az etkiler [42].

USBP Modelindeki Sicimlerin Oluşturmaları Gereken Yoğunluk Dalgalanmaları

Evrenin hiyerarşik yapısının (gezegenler-yıldızlar-küresel kümeler-galaksiler-galaksi kümeleri-süper kümeler), küçük başlangıç yoğunluk dalgalanmalarının bir sonucu olduğu kabul edilmektedir. Bir an için bu ilkel yoğunluk dalgalanmalarının orijinlerinin ne olduğu sorusunu unutarak, sadece genliklerini ve evrimlerini düşünelim. O halde soru şudur: İlkel yoğunluk dalgalanmalarının, bugünkü evrenin yapısını elde edebilmek için gerekli olan genlikleri ve evrimleri nasıl olmalıdır?

Karanlık maddenin fiziksel özelliklerinin de yapının oluşumunu etkilemesi muhtemeldir. Bu etkiyi de daha sonra incelemek üzere bir kenara bırakıp, sadece baryonik madde ve radyasyonla dolu bir evrendeki inhomojenliklerin evrimini düşünelim:

1946'da Lifshitz, pertürbasyonların evrimine dair bir rölativistik teori geliştirmiştir. Bu teorinin sonuçları kalitatif olarak, Newtonian gravite çerçevesinde de anlaşılabilir.

Gravitasyonel çekme, yoğunluk dalgalanmalarının büyümelerinin fiziksel nedenidir. ρ_0 yoğunluklu madde ile dolu, homojen, sonsuz uzayda, $\delta\rho$ yoğunluk fazlalıklı bir bölge düşünelim. Bu bölge, etrafındaki maddeyi çeker. Bu yoğunluk inhomojenliği; basınç kuvvetleri gravitasyonel kuvvetlerden küçük olduğu takdirde, büyür. Yoğunluk fazlalıklı bölge kafi miktarda büyük olduğu takdirde gravitasyonel kuvvetler, küçük olduğu takdirde ise basınç kuvvetleri hakim olur. Bu iki ihtimali ayıran ölçek, şu şekilde bulunabilir:

Inhomojenliğin merkezine serbest düşme zamanı,

$$t_g \approx (G\rho_0)^{-1/2} \quad (27)$$

ve ses dalgalarının yayınlanmaları için karakteristik zaman,

$$t_g \approx \frac{L}{c_s} \quad (28)$$

dir. Yoğunluk dalgalanmaları, $t_g < t_s$ olduğu takdirde büyüyebilir. $t_g > t_s$ olduğu takdirde ise dalgalanmalar osilasyon yaparlar ve ses dalgalarını oluştururlar. O halde sadece

$$L > c_s (G\rho_0)^{-1/2} \quad (29)$$

ölçeklerindeki dalgalanmalar büyüyebilir. Bu limit uzunluğa, Jeans uzunluğu (λ_J) denir. λ_J 'in tam değeri, (29) ile verilen-den bir nümerik çarpan kadar farklıdır:

$$\lambda_J = \sqrt{\frac{\pi}{G\rho_0}} c_s \quad (30)$$

[43] numaralı referansta; λ dalgaboylu ve A_k genlikli dalgalanmaların,

$$\frac{\delta\rho}{\rho_0} = A_k e^{\gamma t + ikx} \quad (31)$$

ifadesine göre geliştikleri gösterilmiştir. Burada $k = \frac{2\pi}{\lambda}$ ve

$$\gamma = \pm \sqrt{4\pi G\rho_0 - k^2 c_s^2}$$

dir.

Küçük $\delta\rho$ ve k 'lar için,

$$\delta\rho = \rho_0 e^{\gamma_0 t} \int A_k e^{ikx} dx = \rho_0 e^{\gamma_0 t} \psi(x) \quad (32)$$

dir. Burada $\gamma_0 = \sqrt{4\pi G\rho_0}$ dir.

Stasyoner zemindeki yoğunluk dalgalanmaları, üstel olarak büyür. Genişleyen evrende ise büyüme, daha yavaştır. Genişleyen evrende yoğunluk, zamanın azalan bir fonksiyonudur:

$$\rho_0(t) = (6\pi G t^2)^{-1} \quad (33)$$

(Bu formül $\Omega = \rho/\rho_c = 1$ olan evren için geçerlidir.) Bu durumda yoğunluk dalgalanması şu şekilde büyür:

$$\exp \left[\int^t \sqrt{4\pi G \rho_0(t)} dt \right] = \exp \left[\sqrt{\frac{2}{3}} \int \frac{dt}{t} \right] \approx t^{1/3} \quad (34)$$

O halde genişleyen bir evrende yoğunluk dalgalanmalarının büyümesi için üstel bir kanun yerine bir üslü kanun geçerlidir.

Buraya kadar sadece bir bileşenli madde dikkate alınmıştır. Bir plazmadaki yoğunluk dalgalanmaları nasıl davranırlar?

İlkel plazma proton, elektron, elektromanyetik radyasyon, nötrino ve muhtemelen daha başka tanecikler ihtiva eder. O halde bu durumda yoğunluk dalgalanmaları bir $\delta\rho$ büyüklüğü ile tasvir edilemez; plazmanın her bir bileşeni için bir $\delta\rho_i$ dalgalanması hesaba katılmalıdır. Şimdi elektromanyetik radyasyon ve masif iyonize madde ihtiva eden plazmadaki yoğunluk dalgalanmalarını inceleyelim. Bu dalgalanmalar, adyabatik ve izotermal olmak üzere, iki bağımsız moda ayrılabilir.

Adyabatik yoğunluk dalgalanması halinde spesifik entropideki dalgalanmalar sıfırdır ve madde ve radyasyon enerji yoğunluklarındaki dalgalanmalar arasındaki ilişki şöyledir:

$$\frac{\delta\rho_m}{\rho_m} = \frac{3}{4} \frac{\delta\rho_r}{\rho_r} \quad (35)$$

Bu demektir ki, sayı yoğunluklarının oranında bir dalgalanma olmaz:

$$N_m / N_r = \text{sabit} \quad (36)$$

İzotermal yoğunluk dalgalanmaları,

$$\delta\rho_r = 0 \quad (37)$$

şartı ile tanımlanır. İzotermal dalgalanma halinde radyasyon homojendir, sıcaklık dalgalanması yoktur ve madde yoğunluğu bir noktadan diğer bir noktaya, yavaşça değişir: $\delta\rho_m \neq 0$.

Adyabatik ve izotermal dalgalanmalar farklı şekilde evrimleştiklerinden yapının oluşumu, seçilen dalgalanmanın türüne bağlı olarak, farklı olur.

1) Adyabatik Teoride Yapının Teşekkülü

$T=3000$ °K den büyük sıcaklıklarda (recombination epoktan evvel) madde ve radyasyon şiddetle etkileşir ve dolayısıyla kuvvetle birbirlerine bağlıdırlar. Yoğunluk dalgalanmaları; rölativistik olmayan halde ölçek çarpanı ile, rölativistik halde ise ölçek çarpanınının karesi ile orantılı olarak büyürler.

Büyüklikleri ufuktan küçük hale gelen dalgalanmalar osilasyon yapmaya başlayarak, ses dalgalarını meydana getirirler (radyasyonun hakim olduğu plazmada Jeans dalgaboyu, yaklaşık olarak ufuk büyüklüğündedir). Kısa dalgaboylu dalgalanmalar, foton difüzyonu tarafından söndürülürler. Bir dalgalanmanın söndürülmesi veya sönmülendirilmemesi için gereken minimum dalgaboyu, şöyle hesaplanabilir [34]:

Plazmadaki fotonlar için ortalama serbest yol,

$$l = (\sigma n_e)^{-1} \quad (38)$$

dir. Burada n_e , elektron sayı yoğunluğu ve $\sigma=2\pi\alpha^2/m_e^2$, foton-elektron saçılmasının arakesitidir (Thompson cross section). m_e , elektronun kütlesi ve $\alpha=1/137$ ise ince yapı sabitidir. Bir foton bir L mesafesine,

$$t(L) = L^2/l \quad (39)$$

zamanında yayılır. Bu zaman evrenin yaşından küçük olmalıdır: $t(L) < t_r$. O halde t_r recombination anına kadar yaşaması için bir dalgalanmanın minimum dalgaboyu,

$$\lambda_{\min} \simeq (1 t_r)^{1/2} \quad (40)$$

olmak zorundadır. Bu dalgalanmadan itibaren oluşacak olan nesnelere minimum kütleleri ise şu mertebede olur:

$$M_{\min} = \frac{4\pi}{3} \rho_m \lambda_{\min}^3 \quad (41)$$

Burada ρ_m , recombination epoktaki madde yoğunluğudur. (41)'den itibaren

$$M_{\min} \simeq 10^{14} M_{\odot}$$

elde edilir. Burada M_{\odot} güneşin kütlesidir ve 2×10^{33} g değerindedir.

Recombinationdan sonra madde ile radyasyon önceden olduğu gibi etkileşmez ve dolayısıyla şartlar tamamen değişir. Madde içerisindeki ses hızı yaklaşık $(T/m_H)^{1/2}$ ye düşer. Burada T sıcaklık ve m_H da hidrojen atomunun kütlesidir. Jeans kütlesi (λ_J ile sınırlanmış hacim içerisindeki kütle), şu mertebede olur:

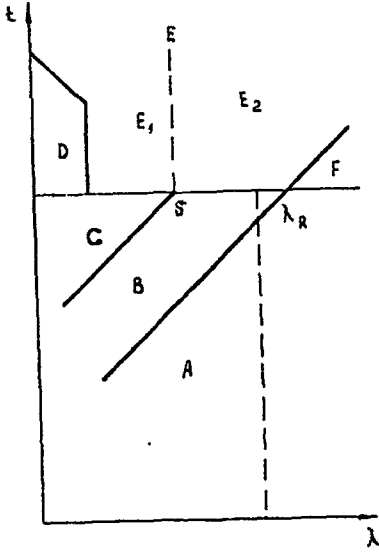
$$m_J = \frac{4}{3} \pi \lambda_J^3 \rho \simeq 10^6 M_{\odot} \quad (42)$$

Yoğunluk dalgalanmalarının evrimi Şekil 14, 15 ve 16'da gösterilmiştir.

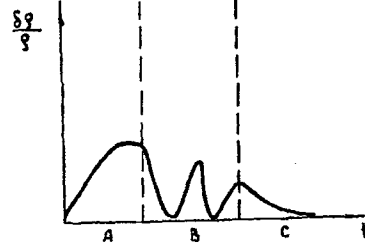
Adyabatik pertürbasyonlar için sıcaklık dalgalanmaları, enerji yoğunluğu dalgalanmaları cinsinden şu şekilde ifade edilir:

$$\frac{\delta T}{T} = \frac{1}{3} \frac{\delta \rho}{\rho} \quad (43)$$

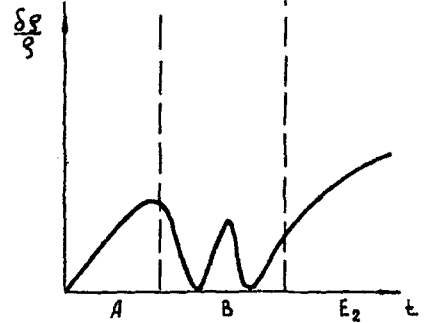
Recombinationdan sonra enerji yoğunluğundaki dalgalanmalar ölçek çarpanı ile büyür (ΩM için); buna mukabil sıcaklıktaki dalgalanmalar değişmeden kalır. Dolayısıyla bugünkü $\delta T/T$ ölçülmek suretiyle, recombinationdaki yoğunluk dalgalanmalarının değeri bulunabilir. Günümüzde ölçülen sıcaklık dalgalanmaları için



Şekil 14.



Şekil 15.



Şekil 16.

Şekil 14. Yoğunluk dalgalanmalarının farklı bir şekilde evrimleştikleri farklı bölgeler, zaman-dalgaboyu düzleminde gösterilmiştir.

- A- radyasyonun hakim olduğu plazma; dalgaboyu ufuktan büyük
- B- radyasyonun hakim olduğu plazma; dalgalanmalar ufuktan küçük
- C- akustik dalgalanmaların frenlendiği bölge. $t_R \approx 3 \times 10^5$ yıl daki yatay çizgi, recombinationa karşılık gelir. S'den büyük dalgaboylu dalgalanmalar, t_R ye kadar yaşar. λ_R iyonize plazma için Jeans uzunluğudur.
- D- nötral hidrojen dalgalanmalarının artmadığı bölge
- E- nötral hidrojen dalgalanmalarının büyüdüğü bölge
- F- nötral hidrojen dalgalanmalarından uzun dalgaboylu olanların büyüdüğü bölge. Dalgaboyu ufuktan büyüktür.

(Basics of Modern Cosmology(1990), Dolgov, A.D., Sazhin, M.V., Zeldovich, Y.B.)

Şekil 15. Kısa dalgaboylu dalgalanmaların zamanla değişimi. A, B, C harfleri Şekil 14'tekilerle aynı anlamdadır.

Şekil 16. Uzun dalgaboylu dalgalanmaların zamanla değişimi. A, B, E₂ harfleri Şekil 14'tekilerle aynı anlamdadır.

Üst sınırlar, $\delta T/T$ için çok küçük değerler vermektedir ve bunlara karşılık gelen enerji yoğunluk dalgalanmaları, recombinationdan günümüze kadar olan periyot içerisinde $\delta\rho/\rho$ değerine ula-

şamazlar.

Bu problem, karanlık maddeyi de dikkate almak suretiyle çözülebilir. Bu problemi çözmenin bir diğer yolu da, izotermal dalgalanmaları kullanmaktır.

2) İzotermal Teoride Yapının Teşekkülü

İzotermal dalgalanmalar halinde sıcaklık ve radyasyon yoğunluğu, homojendir. Sadece madde yoğunluğunda dalgalanmalar vardır. Bu çeşit pertürbasyonlarda ufuk büyüklüğüne kadar bütün dalgaboyları, radyasyonun hakim olduğu çağ boyunca, sönmezler. İlaveten, bu modelde dalgalanmaların büyümesi için özel bir mekanizma vardır: Baryon fazlalıklı bölgeler, baryon azlıklı bölgelere nazaran daha hızlı soğurlar, çünkü radyasyon, rölativistik olmayan tanecikler için geçirgendir. Radyasyon baryonları da beraberinde taşıyarak, daha düşük sıcaklıklı bölgelere yayılır. Dolayısıyla ρ_B baryon yoğunluğundaki dalgalanmalar büyür.

Rekombinasyondan sonra λ_J 'den daha büyük dalgaboylu dalgalanmalar, gravitasyonel kararsızlıktan dolayı, artmaya devam ederler. Daha küçük dalgaboylu dalgalanmalar ise osilasyon yaparak, foton difüzyonu ile süratle sönümlenirler. Yaklaşık λ_J ölçeğindeki dalgalanmalar, $\delta\rho/\rho_M$ değerine ilk erişen dalgalanmalardır ve bunlar, yaklaşık $10^6 M_\odot$ kütleli yapıları oluştururlar. Bu kütle değeri, tipik olarak bir küresel kümenin kütle değeridir. Daha büyük ölçekteki yapılar daha sonra oluşur.

Karanlık Maddenin Yoğunluk Dalgalanmalarına Etkisi

Karanlık madde, kendisini meydana getiren taneciklerin ayrıntılı özelliklerinden bağımsız olarak, üç tipe ayrılabilir: soğuk, ılık ve sıcak.

İlkel plazmada termal denge halinde bulunan $T < 100$ MeV'ye kadar olan tanecikler, sıcak karanlık maddeyi oluştururlar. Bu taneciklerin sayısı yoğunluğu, kalıntı fotonların sayısı yoğunluğuna yakındır. Kütleleri, 10 eV'un birkaç katı ile sınırlıdır. 'Sıcak' kelimesi, bu taneciklerin ayrılma (decoupling) epokunda rölativistik olmalarından dolayı kullanılır. Evrenin genişleme-

siyle birlikte bu tanecikler de soğurlar ve belirli bir anda, artık rölativistik olmaktan çıkarlar. Enerji yoğunlukları baryonların enerji yoğunluklarından yüksek olduğu takdirde bu tanecikler, evrende hakim olmaya başlar. Sıcak karanlık maddenin yoğunluk dalgalanmalarına olan etkisi şöyledir: Galaksi kümeleri büyüklüğünden daha küçük büyüklükte olan dalgalanmalar, bastırılır.

Soğuk karanlık madde halinde ise dalgalanmaların minimum büyüklükleri, galaksi büyüklüğünden daha küçüktür. Soğuk karanlık maddeyi oluşturan taneciklerin serbest hareketlerinden dolayı pertürbasyonda meydana gelecek sönümlenme, ihmal edilebilir. Kütleleri birkaç GeV'dan büyük olan ağır bir nötral lepton, sözkonusu dalgalanmaları meydana getirebilir. Bu tanecikler ayrılma epokunda rölativistik değildirlir; bu sebepten bu taneciklere, 'soğuk' denir.

Ilık karanlık madde, sıcak karanlık madde ile soğuk karanlık madde arasındadır. Bu durumda yoğunluk dalgalanmalarının sönümlenmeleri tam karakteristik galaktik ölçekte başlar. Ilık karanlık maddeyi oluşturması gereken taneciklerin kütleleri 1keV civarında olmalıdır ve bu taneciklerin, nötrinolardan çok daha zayıf etkileşmeleri beklenir. Ilık karanlık maddenin taşıyıcıları non-rölativistik olduğunda evrende halen rölativistik madde hakimdir (soğuk karanlık maddede de olduğu gibi). Bu, sıcak karanlık madde halinin diğer ikisinden temel farkıdır. Ufuk büyüklüğünden daha küçük dalgaboylu rölativistik madde yoğunluğu dalgalanmaları artmaz; osilasyon yapar. Bu safhadaki karanlık madde enerji yoğunluğu rölativistik maddenin enerji yoğunluğundan küçük olduğundan, karanlık maddedeki dalgalanmalar donar ve maddenin hakim olduğu periyotta tekrar artmaya başlar.

Ilık karanlık madde modelinde galaksiler ve küçük kümeler önce, daha büyük ölçekteki yapılar ise daha sonra oluşur.

Modeller $\Omega=1$ olduğunu tahmin etmekte, fakat astronomik gözlemler $\Omega=0.2-0.3$ olduğunu göstermektedir. O halde $\Omega=0.7-0.8$ olan

ve doğrudan doğruya gözlenemeyen, homojen bir zeminin var olduğu sonucuna varılabilir. Bu zeminin ne türlü taneciklerden ibaret olduğu ise, henüz kesin değildir.

III.2. USBP Modelinden İtibaren Teklif Edilen İkel Yoğunluk Dalgalanmaları ve Bu Dalgalanmalardan İtibaren Işık ve Kütlelerin Kümelenmesi

USBP modelinde; erken evrende, $p = -\rho/3$ formundaki hal denkleminin hakim olduğu hal çalışılmış ve böyle bir modelde sıcaklığın, büyük patlamada mutlak sıfır değerinde olduğu gösterilmiştir [37].

Bu modelde Friedmann-Robertson-Walker (FRW) kozmolojisi,

$$p = -\frac{\rho}{3} \left[\frac{1 - \rho/\rho_0}{1 + \rho/\rho_0} \right] \quad (44)$$

formundaki hal denklemi ile birlikte gözönüne alınmıştır. Burada ρ_0 , bir sabittir. Bu hal denklemi ve

$$\dot{\rho} + 3(p + \rho) \frac{\dot{R}}{R} = 0 \quad (45)$$

formundaki süreklilik denkleminden itibaren,

$$\rho = \rho_0 \left[\sqrt{1 + (R_1 / R)^4} - 1 \right] \quad (46)$$

olduğu bulunur. Burada R_1 , integrasyon sabitidir. Bu eşitlikten; ρ enerji yoğunluğunun, R evrenin yarıçapının monoton azalan bir fonksiyonu olduğu görülür. Evrenin yarıçapı sıfıra yaklaşırsa, enerji yoğunluğu sonsuza yaklaşır. O halde (44) ile verilen hal denklemi erken evrende,

$$p = -\rho/3 \quad (47)$$

formuna indirgenir. Bu hal denklemi Friedmann denklemi ile birlikte kullanıldığında,

$$\left. \begin{array}{l} R \propto t, \\ \rho \propto R^{-2} \text{ ve} \\ \text{sıfır ivme} \end{array} \right\} \quad (48)$$

elde edilir. Bu özellikler, evrende kozmik sicimlerin hakim olduğu hale tekabül eden özelliklerdir. O halde bu modelde erken evrende, kozmik sicimler hakimdir. Daha sonraki zamanlarda evrenin yarıçapı çok büyük olduğunda enerji yoğunluğu sıfıra yaklaşır ve bu zamanlar için hal denklemi

$$p = \frac{\rho}{3} \quad (49)$$

haline gelir ki bu hal, evrende radyasyonun hakim olduğu hale karşılık gelir.

O halde erken evrende başlangıçtan itibaren sicimlerin hakim olduğu, daha sonra sicim yoğunluğu ile radyasyon yoğunluğunun birbirlerine eşit olduğu ve sonra da evrende radyasyonun hakim olduğu epoklar gerçekleşmiştir.

Diğer taraftan sicim ve radyasyon yoğunlukları, şu ifadelerle verilir:

$$\rho_s = \rho_0 \left[\frac{(\rho/\rho_0)^2}{1 + \rho/\rho_0} \right] \quad (50)$$

$$\rho_r = \rho_0 \left[\frac{\rho/\rho_0}{1 + \rho/\rho_0} \right] \quad (51)$$

Sıcaklığın evrenin yarıçapının nasıl bir fonksiyonu olduğuna gelince bu da; evrenin bir V hacmi içerisinde bir T sıcaklığında termodinamik denge halinde olan muhtevası düşünülerek, termodinamiğin ikinci kanununa göre evrenin entropisi S(V,T) için

$$dS(V,T) = \frac{1}{T} \left\{ d \left[\rho(T) V \right] + \rho(T) dV \right\} \quad (52)$$

yazmak ve buradan da

$$\frac{dp(T)}{dT} = \frac{1}{T} \left[\rho(T) + p(T) \right]$$

yazıp, (44) ve (46) denklemleri de kullanılmak suretiyle,

$$T = \sqrt{2} T_1 \frac{\left[\rho/\rho_0 (2 + \rho/\rho_0) \right]^{1/4}}{1 + \rho/\rho_0}$$

→

$$T = \sqrt{2} T_1 \frac{R_1 R}{\sqrt{R_1^4 + R^4}} \quad (53)$$

formunda elde edilmiştir. Burada T_1 , integrasyon sabitidir.

(53) eşitliğinden sıcaklığın $R=0$ 'da $T=0$ 'dan başlayıp, $R=R_1$ 'de bir maksimum T_1 değerine ulaştığı görülür.

Formülasyonda maksimum sıcaklığa tekabül eden büyüklükler için 1 ve sıfır basınca tekabül eden büyüklükler için 0 alt indisleri kullanılmak üzere USBP modelinde,

$$\left. \begin{aligned} R_0 &= 0.76 R_1 \\ T_0 &= 0.93 T_1 \\ \rho_0 &= 2.4 \rho_1 \end{aligned} \right\} \quad (54)$$

olduğu hesaplanmıştır. ρ_0 Planck yoğunluğu ve T_1 Planck sıcaklığı olarak seçildiği takdirde R_1 'in,

$$R_1 \approx 10^{20} R_{pl} \quad (55)$$

olması gerektiği gösterilmiştir.

USBP modelinde evrende; radyasyonun hakim olduğu epoktan evvel gerçekleşmiş olan kozmik sicimlerin hakim olduğu bir epok vardır. Kozmik sicimlerin radyasyona dönüşmeleriyle giderek si-

cim yoğunluğunun radyasyon yoğunluğuna oranı azalır. Nihayet bir anda sicim yoğunluğu ile radyasyon yoğunluğu birbirine eşit olur ve bu andan sonra da radyasyon yoğunluğu sicim yoğunluğundan büyük olur. Şimdi sicim yoğunluğu ile radyasyon yoğunluğunun birbirlerine nazaran nasıl değiştiklerine bakalım:

$$\left. \begin{aligned} \rho &= \rho_r + \rho_s \\ \rho &= \rho_r + \rho_s \end{aligned} \right\} \rightarrow (50) \text{ ve } (51) \text{ no'lu denklemlerde verildiği gibi,}$$

$$\rho_s = \rho_0 \left[\frac{(\rho/\rho_0)^2}{1 + \rho/\rho_0} \right] \quad \text{ve} \quad \rho_r = \rho_0 \left[\frac{\rho/\rho_0}{1 + \rho/\rho_0} \right]$$

olur.

Bu çalışmada; sicimlerin, ilkel yoğunluk dalgalanmalarına orijin teşkil ettikleri teklif edilmektedir. O halde, ρ_s/ρ_r oranının nasıl değiştiğine bakalım:

(50) ve (51) numaralı denklemler birbirlerine bölünürse,

$$\frac{\rho_s}{\rho_r} = \frac{\rho}{\rho_0} \quad (56)$$

bulunur. Diğer taraftan (48) numaralı denklemden,

$$\frac{\rho}{\rho_0} = \sqrt{1 + (R_1/R)^4} - 1 \quad (57)$$

bulunur. O halde

$$\frac{\rho_s}{\rho_r} = \sqrt{1 + (R_1/R)^4} - 1 \quad (58)$$

olur. Şimdi $\rho_s = \rho_r$ 'nin gerçekleştiği, yani evrende sicim yoğunluğu ile radyasyon yoğunluğunun eşit olduğu epoku bulalım:

$\rho_s = \rho_r \rightarrow$ (58) numaralı denklemden,

$$\sqrt{1 + (R_1/R)^4} - 1 = 1 \quad \text{olur.}$$

Buradan da,

$$\begin{aligned} R_{\rho_s = \rho_r} &= 3^{-1/4} R_1 \\ &\approx 0.76 R_1 \\ &\approx 0.76 \times 10^{-4} \text{ cm} \end{aligned} \quad (59)$$

bulunur. O halde evrenin yarıçapı $\approx 0.76 R_1$ 'den küçük iken $\rho_s > \rho_r$, büyük iken $\rho_s < \rho_r$ ve evrenin yarıçapı $\approx 0.76 R_1$ değerinde iken $\rho_s = \rho_r$ olur.

Kozmik sicimler alt başlığında da bahsedildiği gibi sicimler, neticede bir çeşit enerji yoğunlaşmalarıdır. O halde evrende $\rho_s = \rho_r$ olduktan sonra sicim yoğunluğunun azalmaya devam etmesi nedeniyle her an yeni bir değerde olacak olan ρ_s/ρ_r oranının her bir değeri, bir enerji yoğunluğu dalgalanmasına neden olur. Buna göre kozmik sicimlerin bizzat kendileri, ilkel yoğunluk dalgalanmalarına bu şekilde orijin teşkil ederler. Genişleyen evrende yarıçap büyüdükçe her an yeni bir ρ_s/ρ_r değerinin veya bu oranın neden olduğu yeni bir yoğunluk dalgalanmasının nasıl meydana geldiği, değişen R değerleri için (58) numaralı denklemin vereceği değerlerden itibaren görülebilir.

O halde bu ρ_s/ρ_r değerlerinden hangileri, genişleyen evrende çok sonradan galaksilerin, galaksi kümelerinin, boşlukların, vs. 'in yani bugün gözlediğimiz geniş-ölçekteki yapının teşekkülünü sağlayabilir?

Bu sorunun cevabını verebilmek için; değişen ρ_s/ρ_r oranının farklı değerlerinin yarattıkları dalgalanmaların, recombination epokta ufka girebilecek büyüklükte olup-olmadıklarını, ilaveten, recombination epokta ufka girebilecek büyüklükte olsalar dahi,

bu büyüklüklerin geniş-ölçekteki yapıyı oluşturmaya kafi değerde olup-olmadıklarını araştırmamız gerekir. Bunun için, şöyle bir yol takip edeceğiz:

Bugün evrende, ışınım yapan maddenin dağılımına ait ölçekler şu şekildedir:

Dev filamentler - $200 h^{-1}$ Mpc uzunluk, $10 h^{-1}$ Mpc genişlik

Büyük boşluklar - $120 h^{-1}$ Mpc yarıçap

Zengin kümeler - $3 h^{-1}$ Mpc yarıçap

Parlak galaksiler arasındaki ortalama uzaklık - $5 h^{-1}$ Mpc

Kümelerin kümeleştikleri ölçek - $100 h^{-1}$ Mpc

Kümeler arasındaki ortalama uzaklık - $110 h^{-1}$ Mpc

Bu ölçekler, geniş ölçekteki yapıya dair gözlemlerin çizdiği tabloyu sunmaktadır.

Yukarıda görülen yapılar gözönüne alındığı takdirde bugün gözlenen evrendeki yoğunluk dalgalanmaları arasındaki mesafe için merteye olarak, 10 Mpc kabul edilebilir. Bu büyüklüğe L diyelim. x comoving mesafe olmak üzere,

$$L = R x \quad (60)$$

tir. Burada x sabittir, genişleyen evrende değişen, evrenin yarıçapı R ve buna bağlı olarak L dir. L ve R nin günümüzdeki değerleri kullanılmak sureti ile x bulunabilir:

$$10 \text{ (Mpc)} = 10^4 \text{ (Mpc)} x \quad \rightarrow \quad x = 10^{-3} \quad (61)$$

Şimdi geriye doğru, recombination epoka gidelim ve recombination epoktaki L nin ne olduğuna bakalım:

$$\begin{aligned} L_{\text{rec}} &= R_{\text{rec}} x \\ &= 10^{25} \text{ (cm)} 10^{-3} \\ &= 10^{22} \text{ cm} \end{aligned} \quad (62)$$

Bu şu demektir: Recombination epokta yoğunluk dalgalanmaları arasındaki mesafe, 10^{22} cm mertebesinde dir. Şimdi bu L mesafesini daha da gerilere, bu çalışmada teklif edilen ilkel yoğunluk dalgalanmalarının meydana geldiği zamanlara çekip, gene bu zamanlara ait ufuk büyüklüğü ile karşılaştırmamız gerekir. Amaç şudur: İlkel dalgalanmalar meydana geldiği anda ufuktan büyük olsun ve ancak recombination epokta ufkun içerisine girerek, geniş-ölçekteki yapıyı oluşturmak üzere gelişebilsin. O halde şimdi şu soruyu sormamız gerekir: Geniş-ölçekteki yapıyı oluşturacak dalgalanmalar recombination epokta hangi genlikte olmalıdırlar?

Bu çalışmada ilkel yoğunluk dalgalanmalarının genliği için 1972 yılında Zeldovich tarafından teklif edilen 10^{-4} değeri kullanılacaktır [44]. Zeldovich'in yoğunluk dalgalanmalarının genliği için 10^{-4} değerini teklif etmesinden sonra bu değer, evrende baryon başına olan fotonların sayısı ile ilişkili bir değer olduğunu teklif eden çalışmalar yayınlanmıştır [44, 45].

O halde Standart Teori'nin bir başlangıç şartı olarak kabul ettiği ve orijini hakkında bir açıklama yapmadığı bu $\delta\rho/\rho = 10^{-4}$ genlikli dalgalanmaları, USBP den itibaren teklif ettiğimiz ve bizzat kozmik sicimlerden orijinlenen dalgalanmalardan itibaren elde edebilir miyiz?

(58) numaralı denklemden, $R \approx 10 R_1$ için

$$\frac{\rho_s}{\rho_r} (\equiv \delta\rho/\rho) = 10^{-4} \quad (63)$$

olduğu bulunur. O halde USBP'de bu dalgalanmalar, evrenin yarıçapı $R \approx 10 R_1$ iken vuku bulmaktalar. Peki bu anda ufuk büyüklüğü nedir?

USBP modelinde ufuk, şu ifade ile verilmektedir:

$$d_H(t) = -c \left[\frac{3}{8\pi G \rho_0} \right]^{1/2} \frac{R}{R_1} \left[v_i^{-1/2} - v^{-1/2} - \frac{1}{2} \log \left| \frac{v^{1/2} - 1}{v^{1/2} + 1} \right| + \frac{1}{2} \log \left| \frac{v_i^{1/2} - 1}{v_i^{1/2} + 1} \right| - \arctg v^{1/2} + \arctg v_i^{1/2} \right] \quad (64)$$

Burada c ışık hızı, G gravitasyon sabiti, $v \equiv \sqrt{r^4 + 1} - r^2$, $r \equiv R/R_1$, $v_i \equiv \sqrt{r_i^4 + 1} - r_i^2$ ve $r_i \equiv R_i/R_1$ dir. Bu ifadeyi kullanarak $R=10R_1$ iken ufkun büyüklüğü,

$$(d_H)_{R=10R_1} \approx 10^{-31} \text{ cm} \quad (65)$$

olarak bulunur. Peki bu anda L büyüklüğü nedir?

$$R = 10 R_1 \Rightarrow R = 10 \times 10^{-4} = 10^{-3} \text{ cm}$$

$$L = 10^{-3} \times 10^{-3} = 10^{-6} \text{ cm.} \quad (66)$$

10^{-6} , 10^{-31} den çok büyüktür. O halde evrenin yarıçapı 10^{-3} cm büyüklüğündeyken sicimlerden itibaren meydana gelen 10^{-4} genlikli dalgalanmalar, ileride ufkun içerisine girerek gelişip, geniş-ölçekteki yapıyı oluşturmak için uygun dalgalanmalardır.

Günümüz kozmolojisinin en önemli problemlerinden biri, evrende kütle ve ışığın birbirlerine nazaran olan dağılımlarının tabiatının ortaya konmasıdır. Son yirmi yıldır artık evrendeki ışık dağılımı ile kütle dağılımının birbirlerinden farklı olduğu bilinmektedir.

Galaksilerin ve galaksi gruplarının dinamik olarak incelenmelerinden itibaren şu sonuç çıkmıştır: Lüminozite yoğunluğunun

kütle yoğunluğuna oranı, yıldız popölasyonlarından itibaren beklenen değere uymaz ve bu oran, evrensel bir sabit değildir.

Astrofiziğin vardığı sonuç şudur: Evrendeki maddenin en azından %95'i, karanlık madde formundadır. Evrendeki maddenin %99'unun dahi karanlık madde formunda olması muhtemeldir [46]. Evrendeki maddenin %99'unun karanlık madde formunda olması, astronomi bakımından çok önemli sonuçlar doğurur. Astronomlar evreni teşkil eden maddenin dağılımı, hareketi ve özellikleri hakkındaki bütün bilgiler için, tamamıyla ışınım yapan maddenin gözlemlerine bağımlıdırlar. Eğer ışınım yapan madde evrenin bu kadar önemsiz bir bileşeni ise, evrende hakim olan maddenin bilinmeyen özellikleri, arza-bağılı gözlemcinin evrenin geri kalan kısmıyla olan bağlarını son derecede zayıflatır.

Yakın zamana kadar yıldızların, evrendeki kütlelerin büyük çoğunluğunu barındırdıkları kabul edilmiştir. Bu böyle olduğu takdirde ışık, doğal olarak kütlelerin bir göstergesi olur ve kütle-parlaklık oranı, yıldız popölasyonu hakkındaki bilgilerden itibaren, hesaplanabilir.

1930'larda Zwicky virial teoremini Virgo ve Coma kümelerindeki iç hareketlere uygulayarak; galaksilerdeki yıldız popölasyonundan itibaren olması gerekenden çok daha büyük kütle değerleri bulmuştur [47]. Bu bulgunun yayınlandığı bu çalışma, bir yirmi yıl kadar dikkat çekmemiştir. Nihayet 1950'lerin sonuna doğru devam eden gözlemler neticesinde biriken datanın yardımıyla bu durum açığa çıkmış ve artık ihmal edilemez olmuştur. O zamanlar için bu gözlenemeyen, fakat dolaylı olarak varlığı tespit edilen kütle, kayıp kütle (missing mass) terimi yakıştırılmıştır.

Kayıp kütle problemi 1970'lerin başlarına kadar, gerçekten bir problem olarak kalmıştır. Konuyla ilgili en önemli data, spiral galaksilerin dış kısımlarına ait rotasyon eğrilerinin, 21 cm'lik gözlemlerden itibaren elde edilmesiyle ortaya çıkmıştır. Bu gözlemler şunu göstermiştir: Spiral galaksilerde kütle dağılımı, ışık dağılımından çok daha uzaklara kadar devam etmektedir. Galaksilerin ve galaksi gruplarının kinematik gözlemlerin-

den itibaren 1970'lerin ortalarında, galaksilerin etrafında kütle dağılımının 1 Mpc'lik bir yarıçap içerisinde devam ettiği ortaya konmuştur. Kütlelerin ışığa oranı, yarıçapın monoton artan bir fonksiyonudur. Birkaç Kpc ölçeğinde 1 mertebesinde olan bu oran, 1 Mpc ölçeğinde 100 mertebesinde [48].

O halde geniş-ölçekteki yapıya bakarken; gözlemlerin çizdiği görünen tablonun sadece ışınım yapan materyale ait bir tablo olduğu, ışınım yapan materyalinse evrenin muhtevasının ancak küçük bir kısmını teşkil ettiği daima hatırlanmalıdır.

Buna göre, bu çalışmada teklif edilen orijinden itibaren meydana gelen ilkel yoğunluk dalgalanmalarının oluşturacakları yapı, hangi büyüklüklerde olur?

İlkel yoğunluk dalgalanmasının yarattığı bir pertürbasyonun büyümesi, pertürbasyonun büyüklüğüne bağlıdır. Bu büyüklüğe bağlı olarak bir dalgalanma ya bir gravitasyonel kararsızlığa neden olmak üzere büyür, ya osilasyon yapar veya söner. Bu mümkün haller, bu bölümün başında incelenmiştir.

Diğer taraftan bir plazmadaki yoğunluk dalgalanmaları ya adyabatik veya izotermal modda gelişebilirler. O halde yukarıdaki mümkün hallerden hangisinin veya hangilerinin gerçekleşeceği, pertürbasyonun bu iki moddan hangisine uygun gelişeceğine bağlıdır.

Neticede şunu söyleyebiliriz: USBP den itibaren bir orijin teklif ederek doğru genlik değeriyle doğru anda ufka sokabildiğimiz dalgalanmaların yarattıkları pertürbasyonlar uygun şartları gerçekledikleri takdirde kritik Jeans kütlelerine erişirler ve bugün gözlediğimiz yapının oluşması için çökme başlar. Önce küresel kümeler ölçeğindeki yapının, sonra bunların kümeleşmeleriyle galaksilerin ve bunların da kümeleşmeleriyle galaksi kümelerinin mi, yoksa önce galaksi kümelerinin ve sonra bunların parçalanması ile galaksilerin ve küresel kümelerin mi oluştuğu, tamamen Jeans kütlelerinin büyüklüğüne bağlıdır. Kritik Jeans kütlelerinin değeri ise o anda evrende tam olarak hangi tip taneciklerin bulunduğu ile yakından ilişkilidir. O halde bundan sonraki gidişatı belirleyecek olan Jeans kütlelerinin bü-

yüklüğü, bu büyüklüğü belirleyecek olan ise, hangi an için Jeans kütlesi hesaplanıyorsa, o an için geçerli olan tanecik tiplerinin dökümüdür.



IV. TARTIŞMA VE SONUÇ

Evrendeki ışık ve kütle kümeleşmesinin yapısını araştırmaya yönelik olan bu çalışmada; galaksilerin ve galaksi kümelerinin, ya da kısaca evrenin geniş-ölçekteki yapısının oluşumundan sorumlu olan ilkel yoğunluk dalgalanmalarına, henüz üzerinde bu türlü bir çalışma yapılmamış bir model olan USBP modeli çerçevesinde bir orijin teklif edilmiş, teklif edilen orijinden itibaren meydana gelecek olan yoğunluk dalgalanmalarının büyüklüklerinin geniş-ölçekteki yapıyı oluşturmaya yetip-yetmeyeceği araştırılmış ve bu ilkel yoğunluk dalgalanmalarından itibaren evrendeki ışık ve kütle kümeleşmesinin mümkün olabildiği gösterilmiştir.

Standart Teoride başlangıç şartlarından biri olarak kabul edilen ve bir orijin gösterilemeyen ilkel yoğunluk dalgalanmaları için kabul edilebilir bir orijin gösterebilme çabası, erken evrene ait birçok farklı modelin ortaya çıkmasına neden olmuştur. Son yıllarda kozmik sicimleri, evrende gözlediğimiz yapının orijini olarak teklif eden çalışmaların sayısı artmakla birlikte [49, 50, 51, 52, 53, 54, 55], bu çalışmada teklif edildiği şekliyle kozmik sicimlerin yoğunluk dalgalanmalarına kaynak teşkil etmesi, orijinal bir fikre dayanmaktadır. USBP modelinde erken evrenin evrimini incelerken oluşan bu fikir, şudur: Çok erken evrende, sicimler radyasyona dönüştükleri esnada meydana gelen her bir ρ_a/ρ_r oranı, bir yoğunluk dalgalanması doğurur.

Bu fikrin bir mana ifade etmesi için herşeyden evvel bu şekilde teşekkül eden yoğunluk dalgalanmalarının, gerçekten de geniş-ölçekteki yapıyı oluşturmak için uygun dalgalanmalar olması gerekir.

Bu noktada ise kriter şudur: Recombination epoka kadar donmuş bir vaziyette kalacak ve recombination epoktan itibaren ge-

lişerek yapıyı oluşturacak olan dalgalanmalar, ufuktan büyük olan dalgalanmalardır. Hangi ufuk büyüklüğü? Yoğunluk dalgalanmasının meydana geldiği andaki ufuk büyüklüğü. İşte buna göre, literatürde genel kabul gören 10^{-4} genlikli ilkel yoğunluk dalgalanmalarının [44, 45, 56, 57, 58], bu çalışmada teklif edildiği şekilde USBP'nin öngördüğü sicimlerden itibaren mümkün olabileceği gösterilmiştir.



V. ÖZET

V.1. Özet

Evrende geniş-ölçekte bugün gördüğümüz yapı; yaklaşık $200 h^{-1} \text{Mpc}$ uzunluğunda ve $10 h^{-1} \text{Mpc}$ kalınlığında, galaksilerin yoğun olarak bulunduğu dev filamentler, çapları $120 h^{-1} \text{Mpc}$ 'e kadar olabilen ve neredeyse hiçbir parlak galaksi içermeyen boşluk bölgeleri, $3 h^{-1} \text{Mpc}$ 'den küçük yarıçaplı galaksi kümeleri ve yaklaşık $100 h^{-1} \text{Mpc}$ çaplı, galaksi kümelerinin kümeleştikleri kümelerden ibarettir. Mikrodalga zemin ışınımının izotropisinden, erken zamanlarda evrenin son derecede izotropik ve homojen olduğu anlaşılır. Halbuki bugün evrende gördüğümüz yapının oluşabilmesi için, bazı pertürbasyonların olması gerektiği açıktır. Standart Büyük Patlama Teorisi bu pertürbasyonların orijinini açıklamaz ve onları bir başlangıç şartı olarak kabul eder.

Bu çalışmada evrendeki ışık ve kütlelerin dağılımı veya kümeleşmesine orijin teşkil eden ilkel yoğunluk dalgalanmaları incelenmiş ve erken evrene ait yeni bir modelden itibaren sözkonusu ilkel yoğunluk dalgalanmalarına hem bir orijin, hem de bir genlik teklif edilmiştir.

Bu sonucu ifade etmek için öncelikle evrenin geniş-ölçekteki yapısına dair gözlemler sunulmuş ve bu gözlemleri belirli bir epoktan itibaren iyi bir şekilde açıklayan Standart Büyük Patlama Teorisi'nden kısaca bahsedilmiştir. Böylelikle geniş-ölçekteki yapıyı oluşturan yapıtaşları galaksilerin ve galaksi kümelerinin, gözlemsel olarak nasıl bir tablo oluşturdukları ortaya konmuş ve bu tabloyu açıklamaya çalışan Standart Teori, ana hatları ile sunulmuştur. Daha sonra Standart Teori'nin ilkel yoğunluk dalgalanmalarına bir orijin göstermediği hususu üzerinde durularak, bu orijini açıklamak için yeni bir model olan ve evrenin erken zamanları için Standart Teori'den

farklı bir manzara sunup, ileriki epoklarda, evrene radyasyon hakim olduktan itibaren Standart Teori ile birleşen Uyuşuk Soğuk Büyük Patlama (USBP) modelinin tercih edilmesinin nedenleri açıklanmıştır. Model tercih edildikten sonra, ileriki epoklarda geniş-ölçekteki yapıyı oluşturacak olan ilkel yoğunluk dalgalanmalarının nasıl olmaları gerektiği incelenmiş ve tercih edilen model çerçevesinde bu türlü yoğunluk dalgalanmalarının meydana gelebildikleri gösterilmiştir.

Neticede evrenin çok erken zamanları için Standart Teori'den farklı bir tablo çizen USBP modeli çerçevesinde ilkel yoğunluk dalgalanmalarına bir orijin gösterilmiş ve bu orijinin, literatürde genel kabul gören 10^{-4} genlikli ilkel yoğunluk dalgalanmalarını yaratabildikleri ortaya konmuştur.

V.2. Summary

Structure of the light and the mass clustering in the Universe

The recent observations have underlined the large-scale structure of the Universe as being appear to be giant filaments having roughly linear overdense regions in the distribution of galaxies about $200 h^{-1}$ Mpc long and $10 h^{-1}$ Mpc accross, large voids having nearly empty regions of bright galaxies $120 h^{-1}$ Mpc in diameter, dense clusters of galaxies, called Abell clusters, smaller than $3 h^{-1}$ Mpc in radius and the clusters of clusters on scales of at least $100 h^{-1}$ Mpc. The isotropy of the microwave background radiation shows that the early Universe is extremely isotropic and homogeneous. However, in order to get today's structure of the Universe, there has to be some perturbations. Standard Big Bang Theory does not explain the origin of these perturbations and accepts them as an initial condition.

In this work, primordial density fluctuations which are the origin of the light and the mass clustering in the Universe have been investigated and an origin and an amplitude have been proposed for those fluctuations.

To obtain the result which we have already mentioned, first of all, we have presented the observations of the large-scale structure of the Universe and the Standard Big Bang Theory which explains this structure starting from a certain epoch very well. In this way, we have drawn the observational picture of the build-stones of the large-scale structure of the Universe, namely galaxies and clusters of galaxies, and we have drawn an outline for the Standard Theory which tries to explain this structure. After this, we have underlined that Standard Theory does not give any explanation for the origin of primordial density fluctuations and we have given the reasons why we have preferred the Coasting Cold Big Bang (CCBB) model in order to explain this origin. CCBB model differs from Standard Theory only in the very early Universe, and goes parallel with the Standard Theory from

the beginning of the radiation dominated epoch. Once we preferred the model, we have investigated how primordial density fluctuations have to be in order to get the large-scale structure at later epochs and we have shown that such density fluctuations were possible in the frame of CCBB model.

In conclusion, we have shown a reasonable origin for the primordial density fluctuations in the frame of CCBB model which differs from Standard Theory only in the very early Universe, and we have also shown that the density fluctuations with 10^{-4} amplitudes could have been generated by this origin. 10^{-4} amplitude value is one of the most favorite values for the fluctuations in the literature.

VI. KAYNAKLAR

[11] HUBBLE, E. (1926): Extra-Galactic Nebulae. *Ap.J.*, 64, 321-369.

[12] SANDAGE, A., TAMMANN, G.A. (1981): A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies. Carnegie Institution of Washington Publication 635. ISBN: 0-87279-652-3.

[13] SPINRAD, H., SMITH, H.E., TAYLOR, D.J. (1972): Radial Cyanogen-Band Gradients Near the Nuclei of Galaxies. *Ap.J.*, 175, 649-657.

[14] ABELL, G.O. (1958): The Distribution of Rich Clusters of Galaxies. *Ap.J. Suppl.*, 3, 211-288.

[15] ZWICKY, F., HERZOG, E., WILD, P., KARPOWICZ, M., KOWAL, C.T. (1961-1968): Catalogue of Galaxies and of Clusters of Galaxies. 6 Volumes. Pasadena: California Institute of Technology.

[16] KLEMOLA, A.R. (1969): Groups and Clusters of Southern Galaxies. *Astron.J.*, 74, 804-806.

[17] SNOW, T.P. (1970): Groups and Clusters of Galaxies. *Astron.J.*, 75, 237-238.

[18] SERSIC, J.L. (1974): A List of Peculiar Galaxies, Interacting Pairs, Groups and Clusters South of Declination -43° . *Astrophys.Space Sci.*, 28, 365-373.

[19] ROSE J.A. (1976): A Catalogue of Southern Clusters of Galaxies. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 23, 109-114.

[10] HUMASON, M.L., MAYALL, N.M., SANDAGE, A.R. (1956): Red Shifts and Magnitudes of Extragalactic Nebulae. *Astron.J.*, 61, 97-161.

[11] SANDAGE, A., TAMMANN, G.A. (1975): Steps Toward the Hubble Constant. The Hubble Constant Determined from Redshifts and Magnitudes of Remote ScI Galaxies: The Value of q_0 . *Ap.J.*, 197, 265-280.

- [112] GOTT, J.R., TURNER, E.L. (1976): The Mean Luminosity and Mass Densities in the Universe. *Ap.J.*, 209, 1-5.
- [113] ABELL, G.O. (1965): Clustering of Galaxies. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 3, 1-22.
- [114] ROOD, H.J., SASTRY, G.N. (1971): "Tuning Fork" Classification of Rich Clusters of Galaxies. *Publ. Astron. Soc. Pac.* 83, 313-319.
- [115] BAUTZ, L.P., MORGAN, W.W. (1970): On the Classification of the Forms of Clusters of Galaxies. *Ap.J. Lett.*, 162, L149-L153.
- [116] MORGAN, W.W. (1962): Some Characteristics of Galaxies. *Ap.J.*, 135, 1-10.
- [117] OEMLER, A. (1974): The Systematic Properties of Clusters of Galaxies. I. Photometry of 15 Clusters. *Ap.J.*, 194, 1-19.
- [118] HUBBLE, E. (1936): *The Realm of the Nebulae*. New Haven: Yale Univ. Press, 210 pp.
- [119] ZWICKY, F. (1938): On the Clustering of Nebulae. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 50, 218-220.
- [120] van den BERGH, S. (1975): The Nature of Quasars. *Ap.J. Lett.*, 196, L1-L2.
- [121] van den BERGH, S. (1976): A New Classification System for Galaxies. *Ap.J.*, 206, 883-887.
- [122] SPITZER, L., BAADE, W. (1951): Stellar Populations and Collisions of Galaxies. *Ap.J.*, 113, 413-418.
- [123] MATTHEWS, T.A., MORGAN, W.W., SCHMIDT, M. (1964): A Discussion of Galaxies Identified With Radio Sources. *Ap.J.*, 140, 35-49.
- [124] JOEVEER, M., EINASTO, J. (1978): Has the Universe the Cell Structure? The Large Scale Structure of the Universe, *IAU Symp. No. 79*, 241-251.
- [125] GREGORY, S.A., THOMPSON, L.A. (1978): The Coma /A1367 Supercluster and its Environs. *Ap.J.*, 222, 784-799.
- [126] TARENGHI, M., CHINCARINI, G., ROOD, H.J., THOMPSON, L.A. (1980): The Hercules Supercluster. II. Analysis. *Ap.J.*, 235, 724-742.

- [27] GREGORY, S.A., THOMPSON, L.A., TIFFT, W. (1981): The Perseus Supercluster. *Ap.J.*, 243, 411-426.
- [28] KIRSHNER, R.P., OEMLER, A., SCHECHTER, P.L., SHECTMAN, S.A. (1981): A Million Cubic Megaparsec Void in Bootes? *Ap.J. Lett.*, 248, L57-L60.
- [29] OEMLER, A. (1988): Voids and Galaxies in Voids. Nearly Normal Galaxies from the Planck Time to the Present. Edt. FABER, S.M. Springer-Verlag. 213-219. ISBN:0-387-96521 -1.
- [30] KRAUSS, L.M. (1992): Cobe Large Scale Structure, and Dark Matter. ICHEP 92, Cosmology and Astrophysics, PL-7.
- [31] WRIGHT, E.L., MEYER, S.S., BENNETT, C.L., et al. (1992): Interpretation of the CMB Anisotropy Detected by the COBE DMR. Submitted to the *Ap.J. Lett.*, Draft Print.
- [32] LIMBOZ, F. (1988): Hubble Genişlemesini İçeren Evren Modelleri Hakkında, Yüksek Lisans Tezi. İ.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü.
- [33] RUJULA, A., NANOPOULOS, D., SHAVER, P.A. (1987): A Unified View of the Macro- and the Micro-Cosmos. First International School on Astroparticle Physics. World Scientific. ISBN: 9971-50-393-X.
- [34] DOLGOV, A.D., SAZHIN, M.V., ZELDOVICH, Y.B. (1990): Basics of Modern Cosmology. Editions Frontiers. ISBN: 2-86332-084 -X.
- [35] ARIK, M. (1989): The Analogue Potentiel of Kaluza-Klein Cosmology with Euler Form Actions. *Nucl.Phys.*, B328 (1), 308-316.
- [36] AKDENİZ, K.G., ARIK, M., MUTUŞ, H., RIZAOĞLU, E. (1991): Coasting Kaluza-Klein Cosmology. *Mod.Phys.Lett.*, A6(17), 1543-1546.
- [37] AKDENİZ, K.G., ARIK, M., RIZAOĞLU, E. (1992): Coasting Cold Big Bang. Preprint (1992).
- [38] KOLB, E.W. (1989): A Coasting Cosmology. *Ap.J.*, 344(2), 543-550.
- [39] VILENKIN, A. (1984): String-Dominated Universe. *Phys. Rev.Lett.*, 53, 1016-1018.

[40] AKDENİZ, K.G., ERBİL, S., MUTUŞ, H., RIZAOĞLU, E. (1990): Bir "Coasting" Uyuşuk Kozmolojide Quasar Evrimi. VII. Ulusal Astronomi Kongresi. Edt. AVCIOĞLU, K. SİLİVRİ-İSTANBUL.

AKDENİZ, K.G., ERBİL, S., MUTUŞ, H., RIZAOĞLU, E. (1991): On the Evolution of Quasars in a String-Dominated Universe. Mod. Phys. Lett., A6(1), 9-14.

[41] NIELSEN, H.B., OLESEN, P. (1973): Vortex-Line Models for Dual Strings. Nucl. Phys., B61, 45-61.

[42] TUROK, N. (1986): Cosmic Strings and the Formation of Galaxies and Clusters of Galaxies. Nearly Normal Galaxies from the Planck Time to the Present. Edt. FABER, S.M. Springer-Verlag. 431-450. ISBN: 0-387-96521-1.

[43] ZELDOVICH, Y.B. (1984): Structure of the Universe. Sov. Sci. Rev. E. Astrophys. and Space Phys., 3, 1-34.

[44] ZELDOVICH, Y.B. (1972): A Hypothesis, Unifying the Structure and the Entropy of the Universe. MNRAS. (Short Communication), 160, 1^P-3^P.

[45] GOTT III, J.R., REES, M.J. (1975): A Theory of Galaxy Formation and Clustering. Astron. Astrophys., 45, 365-376.

[46] OEMLER, A. (1988): The Clustering of Light and of Mass. The Minnesota Lectures on Clusters of Galaxies and Large-Scale Structure. Edt. DICKEY, J.M. Astronomical Society of the Pacific Conference Series Volume 5, 19-38. ISBN: 0-037707 -22-8.

[47] ZWICKY, F. (1937): On the Masses of Nebulae and of Clusters of Nebulae. Ap. J., 86, 217-248.

[48] OSTRIKER, J.P., PEEPLES, P.J.E., YAHIL, A. (1974): The Size and Mass of Galaxies, and the Mass of the Universe. Ap. J. Lett., 193, L1-L4.

[49] ZELDOVICH, Y.B. (1980): Cosmological Fluctuations Produced Near a Singularity. MNRAS., 192, 663-667.

[50] VILENKIN, A. (1981): Cosmological Density Fluctuations Produced by Vacuum Strings. Phys. Rev. Lett., 46, 1169-1172.

[51] TUROK, N., BRANDENBERGER, R. (1986): Cosmic Strings and the Formation of Galaxies and Clusters of Galaxies. Phys. Rev., D33, 2175-2181.

- [52] SATO, H. (1986): Galaxy Formation by Cosmic Strings. Prog.Theor.Phys., 75, 1342-1350.
- [53] STEBBINS, A. (1986): Cosmic Strings and Cold Matter. Ap.J. Lett., 303, L21-L25.
- [54] TUROK, N. (1985): Cosmic Strings and the Corelation of Abell Clusters. Phys.Rev.Lett., 55, 1801-1804.
- [55] BRANDENBERGER, R. (1987): Inflationary Universe Models, Cosmic Strings and the Formation of Structure. A Unified View of the Macro and the Micro-Cosmos. Edts. RIJULA, A.D., NANOPOULOS, D.V., SHAVER, P.A. ISBN: 9971-50-393-X.
- [56] SUNYAEV, R.A., ZELDOVICH, Y.B. (1972): Formation of Clusters of Galaxies; Protocluster Fragmentation and Intergalactic Gas Heating. Astron.Astrophys., 20, 189-200.
- [57] GOTT, J.R. (1977): Recent Theories of Galaxy Formation. Ann.Rev.Astron.Astrophys., 15, 235-268.
- [58] SILK, J. (1987): Galaxy Formation and Large-Scale Structure. A Unified View of the Macro and the Micro-Cosmos. Edts. RIJULA, A.D., NANOPOULOS, D.V., SHAVER, P.A. 277-348. ISBN: 9971-50-393-X.

VII. ÖZGEÇMİŞ

Özgeçmişim

1983, İstanbul doğumluyum. Orta Öğrenimimi Üsküdar Kandilli Kız Lisesi'nde, 1980 yılında tamamladım ve aynı yıl İ.Ü. Fen Fakültesi Matematik-Astronomi Bölümü'ne girdim. Öğrenciliğim esnasında ismi 'Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü' olarak değişen Bölümü 1985 yılında bitirerek, gene aynı yıl B.Ü. Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü Astrofizik Bölümü'nde Y. Lisans Öğrenimine başladım. Y. Lisans Öğreniminin ders aşamasını B.Ü.'nde tamamladıktan sonra, 'Hubble Genişlemesini İçeren Evren Modelleri Hakkında' başlıklı tezimi tekrar İ.Ü.'ne dönerek, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nde hazırladım ve 1988 yılında Y. Lisans Öğrenimimi tamamladım. Y. Lisans öğrenciliğim boyunca TÜBİTAK bursiyeri idim. Bu esnada 1987 yılının sonlarında açılan sınavı kazanarak, aynı bölümde Araştırma Görevlisi olarak çalışmaya başladım.

1988 yılında Üniversite'nin sağladığı bir imkandan yararlanarak İngiltere'nin Sussex Üniversitesi'ne gittim ve burada Prof. R.J. Tayler ile 'eliptik galaksilerin triaxialite problemi' üzerinde çalışmalarda bulundum. Geçirdiğim bir kaza sonucu 1989 yılında İstanbul'a dönmek zorunda kaldım ve çalışmalarımı, kaydolduğum Doktora Programı'nda sürdürdüm.

Y. Lisans öğrenciliğimden bu yana katılmış olduğum faaliyetler şunlardır:

- Güneş Leke ve Kromosfer Gözlemleri
- Bilimsel Yayınlar:

Yılmaz, F.E., Limboz, F., Tammann, G.A. (1987); Publications of the Astronomical Institute of the Czechoslovak Academy of Sciences, Pub. No. 67, 10th European Regional Astronomy Meeting of IAU, Interplanetary Matter. Edts. Cepkecha, Z., Pecina, P. p.83.

Tektunalı, F.L., Tektunalı, H.G. (1991); VII. Ulusal Astronomi Kongresi. Edt. Avcıoğlu, K. s.79 (Bildiri).

Tektunalı, F.L., Tektunalı, H.G. (1991); Astrophys. Space Sci. 183, p.155.

- Bilimsel Toplantılar:

NATO ASI, Timing Neutron Stars, 1987, Çeşme.

VII. Ulusal Astronomi Kongresi, 1990, Silivri.

VI. International Bodrum School of Physics, Particle Physics and Cosmology, 1992, Bodrum.

- Proje:

'Structure and Dynamics of Solar Prominences'

- Öğretim:

Astrofizik I dersi uygulaması

Evliyım. Yabancı dilim İngilizcedir. Halen İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünde Araştırma Görevlisi olarak çalışmaktayım.