

T.C
ANKARA ÜNİVERSİTESİ
FEN FAKÜLTESİ
ASTRONOMİ ve UZAY BİLİMLERİ

KARANLIK MADDE

ÖZEL KONU

DANIŞMAN
Prof. Dr. Ethem DERMAN

HAZIRLAYAN
Senay ANIL
94055022

ANKARA-2001

İÇİNDEKİLER

SAYFA

ÖZET	1
1. GİRİŞ	3
1.1 Karanlık Madde Nedir ?.....	3
1.2 Tarihsel Süreci.....	4
2. KARANLIK MADDE NEREDEDİR ?	8
2.1 Karanlık Maddenin Yerel Göstergeleri.....	8
2.2 Galaksinin Parlak Bölgeleri.....	9
2.3 Galaksi Haloları.....	10
2.4 Galaksi-Grupları,Kümeleri ve Süperkümeleri.....	11
2.5 Büyük Ölçekli Akışlar ve Karanlık Madde.....	13
2.6 Kritik Yoğunlukta Bir Evren mi?.....	15
2.7 Kinematikler ve Karanlık Madde.....	16
3. BARYON KÖKENLİ KARANLIK MADDE	19
3.1 MACHO'lar:Astrofiziksel Karanlık Madde.....	20
3.2 Beyaz Cüceler.....	23
3.3 Kıızıl Ötesi Yıldızlar.....	24
3.4 Kahverengi Cüceler ve Jüpiter-ebatlı Nesnelere.....	24
3.5 Yüzey Parlaklığı Düşük Galaksiler.....	27
3.6 Nötron Yıldızları.....	27
3.7 Kara Delikler.....	27
3.8 Gaz.....	28
3.9 Toz Bulutları.....	30
3.10 Kuark Külçeleri.....	30
4. BARYONİK OLMAYAN KARANLIK MADDE	31
4.1 Döteryum ve Baryon Yoğunluğu.....	31
4.2 Lityum Bilmecesi.....	33
4.3 CDM:Soğuk Karanlık Madde.....	35
4.4 HDM:Sıcak Karanlık Madde.....	35
4.5 WIMPLER:Egzotik Parçacıklardan Oluşan Karanlık Madde.....	36

4.6	Wimplerin Saptanması.....	38
4.7	Kuantum Akışkanı Olan, Baryonik Olmayan Madde.....	41
4.8	Nötrinolar.....	43
4.9	Susy Parçacıkları.....	45
4.10	Aksiyonlar.....	46
5.	YAPI OLUŞUMU.....	50
5.1	Topolojik Kusurlar.....	65
	SONUÇ.....	67
	KAYNAKLAR.....	68

ÖZET

Bilim adamları son 30-40 yıldan bu yana yıldız ve galaksi hareketlerinin görünen maddeden kaynaklanan çekimsel kütle ile tam olarak açıklanabileceğinden kuşku duymaktadırlar. 1930'lu yılların başlarında Hollandalı astronom Jan Oort, dinamiklerini daha iyi anlamak amacıyla, Samanyolu'nun dış bölgelerindeki yıldızların hareketlerini inceledi. Özellikle galaktik diskin üstündeki ve altındaki yıldızların uzaklıklarını ölçerek, onları bu yükseklik ve derinlik üzerinde tutabilmek için Samanyolu kütlelerinin ne kadar olması gerektiğini hesapladı. Oort Samanyolu kütlelerinin, görünen madde toplamının en az üç katı kütleyle sahip olması gerektiğini buldu.

Oort'un yıldızlarla ilgili çalışmaları sürerken, Fritz Zwicky'nin bir araştırması evrende görünenden daha fazla madde olduğunu gösteren kuvvetli deliller ortaya koymaktaydı. Zwicky Coma kümesindeki galaksilerin hareketlerini analiz ederek, bu galaksileri bir arada tutabilecek çekimsel kuvveti saptamak için küme kütlelerinin ne kadar olması gerektiğini bulmak istiyordu. Buldukları karşısında önce kendi şaşırды. Hesapları gözlenenden 300 kat daha fazla kütle gerektiğini gösteriyordu. Bu sonuç karşısında Coma kümesindeki maddenin büyük çoğunluğunun karanlık madde olduğundan kuşkulandı.

Karanlık maddenin varlığına ilişkin en önemli kanıt 1970'li yıllarda Washington Carnegie Enstitüsü'nden Vera Rubin ve arkadaşları tarafından ortaya konulmuştur. Bu grup galaktik dönme eğrileri adı verdikleri, galaksideki yıldız ve gazların galaksi merkezi etrafındaki yörünge hızları ile bunların merkeze olan uzaklıklarını bir grafik üzerinde gösterdi.

Eğer bir spiral galakside, Samanyolu galaksisinde olduğu gibi, kütle galaktik maddenin görünen durumuna göre dağılmışsa, Güneş sistemindekine benzer, hızlı bir hız azalmasının görülmesi gerekir. Çünkü kütlelerin büyük bir yüzdesi merkezdeki şişkin bölgede toplandığından, haloda çekim çok zayıf olacaktır. Bunun sonucu olarak merkezden uzaklaştıkça, yıldız hızları azalacak ve galaktik dönme eğrisi hızlı bir düşme gösterecektir.

Fakat Samanyolu, Andromeda ve diğer spiral galaksilerde durumun böyle olmadığı görülmektedir. Bu galaksilerin galaktik dönme eğrilerinde, hız düşmesi yerine,

düz bir gidiş kendini göstermektedir. Başka bir ifade ile, yıldızların hızları halo boyunca sabit kalmaktadır. Böyle bir durumun anlamı şudur: bu galaksilerin her birinde kütlelerin büyük bir yüzdesi merkezdeki şişkin bölgede toplanmış olmayıp, galaksi içinde baştan sona düzgün bir şekilde yayılmıştır. Bu ise ancak galaktik haloda önemli miktarda karanlık maddenin var olması ile mümkündür.

Galaksilerin içinde bol miktarda karanlık maddenin var olduğu anlaşılmaktadır. Deneyler galaksiler arası uzayda da var olduğunu göstermektedir. Hatta boşlukların içleri gibi, galaksi içermeyen uzay bölgelerinde bile var olduklarının işaretleri saptanmıştır.

Karanlık madde kendini iki şekilde ortaya çıkarmaktadır: baryonik karanlık madde ve baryonik olmayan karanlık madde. Baryonik karanlık madde adayları; MACHO'lar (büyük kütleli halo cisimleri), beyaz cüceler, loş yıldızlar, kahverengi cüceler ve jüpiter ebatlı nesnelere, nötron yıldızları, kara delikler, toz bulutları, kuark külçeleri'dir. Baryonik olmayan karanlık madde adayları; nötrinolar, susy parçacıkları, aksiyonlar, WIMP'lerdir. Gelecekte bu adaylara yenilerinin de eklenmesi muhtemeldir. Bu adaylarla ilgili geniş bilgi, konu içinde yeri geldikçe verilmiştir.

1.GİRİŞ

1970'lerin sonlarına doğru astronomlar evrendeki kütlelerin en azından yüzde doksan kadarının görünmez olduğunu farkettiler. Bu görünmez madde , gördüğümüz yıldız ve galaksilere yaptığı çekimsel etkiler yoluyla farkedilebilir ama kendisi elektromanyetik ışınımın hiçbir türünü yaymaz. Gerçekten görünmezdir. Adına karanlık madde diyoruz.

Bu çalışmada karanlık madde incelenmeye çalışılmıştır. Karanlık madde nedir, nerelerde bulunur ve ne şekildedir gibi sorulara cevaplar aranmıştır. Ayrıca karanlık madde, baryonik ve baryonik olmayan karanlık madde olarak iki bölüm altında incelenmiştir.

1.1 Karanlık Madde Nedir?

Var olduğunu biliyoruz ama ne olduğu konusunda çok az fikrimiz var. Karanlık madde uzaya dağılmış durumdaki gezegenler veya çok sönük yıldızlar olabilir.Karanlık madde,engin bir atom-altı parçacıklar denizi olabilir. Her ne ise, karanlık madde evrendeki maddenin çoğunu oluşturuyor. Asıl ilgiyi uyandıran şey karanlık maddenin tanımlanamayan kimliği değil, miktarı ve uzaydaki dağılımıdır ki; bundan da emin değiliz. Bu da ışınım yapan maddenin dağılımını anlama yönündeki çabaları boşa çıkarıyor. Görünüşe bakılırsa, karanlık madde her ölçekte var. Büyük ölçeklerde, galaksilerin özel hızları ile ışınım yapan maddede gözlenen düzensizliklerin bağdaştırılmasının, özel hızları kütle çekim yoluyla etkileyen karanlık maddenin varlığını ortaya çıkarması gerekir. Astronomlar, karanlık maddenin en az bir bölümünün ışınım yapan madde civarında kümelenmiş olması gerektiğini biliyorlar. Ama acaba tümü kümelenmiş durumda mı? Eğer düzgün dağılmış olsaydı, karanlık madde özel hızları etkileyemeyeceğinden bulunması çok daha güç olurdu.

1.2 Tarihsel Süreci

Karanlık maddenin tarihsel sürecinde, onun varlığını öne süren kanıtların sayısında düzenli bir artış bulunmaktadır. Tarihsel olarak, hernekadar karanlık madde konusundaki gelişmelerin çoğu yirminci yüzyılda gerçekleşmişse de, 1900'lerden önce de, "parlamayan nesnelere hakkındaki ilk iddialar" olarak adlandırılan, karanlık maddeyle ilgili gelişmeler mevcuttur. 18. yüzyılın sonlarında Mitchell, Simson ve LaPlace'in kara deliklerin varlığına yönelik tahminlerine rastlamak mümkündür. Beyaz cüceler ilk olarak Procyon ve Sirius'la aynı zamanda tesbit edilmişlerdir, ve güneş sistemimizde iki yeni gezegen (Uranüs ve Neptün) yine bu zaman diliminde bulunmuştur. (Gezegenler tamamen sönmüş değildirler, ama evrenin ışığına yaptıkları daha çok kızılötesi katkılar dikkate alınmayabilir.) Jüpiter büyüklüğündeki gezegenler, beyaz cüceler, ve kara delikler bugün, daha sonra bahsedeceğimiz, baryonik karanlık madde için en önemli üç adaydırlar.

Yirminci yüzyılın başlarında, Johannes Kapetyon ve Sir James Jeans güneş civarındaki yaklaşık kütle yoğunluğunu, galaktik düzlemin üzerindeki yıldızların dağılımından ve bunların hızlarından yararlanarak hesaplamışlardır. Her ikisinde karanlık maddenin varolduğu sonucuna varmışlardır. Jean'in sonucu "her parlak yıldız karşılık ortalama üç karanlık yıldız var olmalıdır" şeklindedir.

1930'larda İsveçli astronom Fritz Zwicky, Coma kümesindeki galaksilerin (300 milyon ışık yılı uzaklığındaki) çok hızlı hareket ettiği sonucuna varmıştır. Bu kümeye Virial teoremi uygulandığında galaksilerin beklenen hızları, gözlenen hızlarından daha düşük çıkmıştır. Benzer şekilde 1936 yılında Virgo kümesini inceleyen Sinclair Smith, galaksilerin uzaklaşmalar bile çok süratli hareket ettiklerini gözlemiştir. Smith, henüz keşfedilmeyen bulutsulararası materyalin bu kayıp kütleli telafi ettiğini ileri sürmüştür.

M31'in dairesel hız eğrisinin ölçüm denemesi ilk olarak Horace Babcock tarafından 1939 yılında yapılmıştır. Parlaklık ve kütle gibi ekstragalaktik özelliklerin tesbiti galaksimize olan uzaklığa bağlıdır, ve çoğu kez ekstragalaktik uzaklık ölçeğindeki belirsizlik, astronomların doğru sonuçlar almalarına engel olmuştur. Ekstragalaktik uzaklık ölçeği günümüzde bazı belirsizliklere sahip olsa da, yüksek doğruluk payına sahiptir. 1930'ların sonlarında, M31'e olan uzaklık Hubble tarafından

ölçülmüş ve günümüzde kullanılan, daha kesin sonuç olan 700 kpc'nin aksine, 210 kpc olarak tahmin edilmiştir. 210 kpc değerini kullanarak, Babcock M31'in ortalama M/L değerini 50 olarak bulmuştur. Bugün, bunu yaklaşık 14 olarak ölçmekteyiz.

1940'lar ve 1950'lerde, Jan Oort disk düzleminde olan normal yıldızların hareketlerini incelemiştir. Milyonlarca yıl boyunca yıldızlar, galaktik merkezin etrafındaki yörüngelerinde döndükçe aşağı ve yukarı salınım yapmışlardır, ve yakın yıldızlar için spektrumun doppler etkisi hızın z-bileşenini vermektedir. Oort diskin kütle çekim alanının diskin düzleminde uzaklaştıkça lineer bir şekilde azaldığını bulmuştur. Yani $z < 50 \text{ pc}$ ve, $g_z = -g_o(z/z_o)$ için azalmıştır. $z > 50 \text{ pc}$ için alan daha güçlü azalmaktadır. $d(g)_z/dz = -4\pi G\rho$ olduğundan, güneş civarındaki yoğunluk $\rho = g_o/4\pi Gz_o$ olarak bulunur. Tüm maddenin toplam yoğunluğu olan ρ için yazılan bu ifade Oort'un limitidir. Oort tarafından $12M_o/\text{pc}^3$ olarak hesaplanmıştır. Bununla birlikte, bilinen tüm yıldızlardan elde edilen ρ değeri $0.038 M_o/\text{pc}^3$ 'e eşittir. Güneş civarındaki gaz ve tozdan elde edilen ρ değeri $0.08M_o/\text{pc}^3$ 'tür ve bu saklı maddeyi ima etmektedir. Böylece Oort "ışığın maddenin varlığını gösteren her zaman güvenilir bir faktör" olamayacağı sonucuna varmıştır. 1940'lar ve 1950'lerde, astronomlar Virgo, Hercules ve Canum Venaticorum'u içeren süperkümelerin hareketlerini incelemişler ve hızların çok yüksek olduğu sonucuna varmışlardır. M/L oranı 100-1000 olarak bulunmuştur.

1960'ların başlarında, olağan dışı gözlemler konusundaki kanıların iki ana kategoride yer almaya başladığı görüldü; ya karanlık madde vardı (galaksilerden ziyade galaksi kümeleriyle alakalı oldukları düşünülen) ya da galaksi kümeleri bir şekilde dışa doğru genişliyordu, bu da herhangi bir patlama mekanizmasına bağlı olabilirdi.

Washington'daki Carnegie Enstitüsünden Vera Rubin ve W.K. Ford, 1939'da Babcock'un M31 üzerindeki ilk ölçümünden otuz yıl kadar sonra, nötral hidrojenin radyo çizgilerini kullanarak M31'in dairesel eğrisini incelemişlerdir. Bulgular ise; Kepler kanunu ve Virial teoreminin gereği, $r^{-1/2}$ şeklinde azalması beklenen M31'in dış bölümünün hızı, 200km/s civarında sınırlanmıştır. 1970'lerin başlarında, radyo astronomlar galaksilerin dış çevresindeki hidrojen gazının, merkezdeki hidrojen gazıyla kabaca aynı hızda hareket ettiği sonucuna varmışlardır ve bu da artan yarıçapla dairesel eğrinin düzleştiğine ek bir destektir.

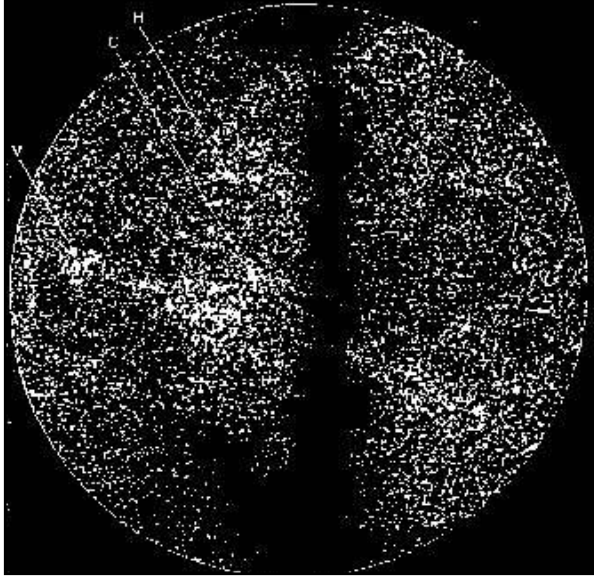
1973'de Princeton Üniversitesi'nden J.Ostriker ve P.James, küresel halosunda karanlık madde içermeyen bir parlak galaksi diski için bilgisayar simülasyonu elde etmişlerdir. Disk kararsız hale gelmiş, yıldızların yörüngeleri anlamsızlaşmış ve bazıları uçup gitmişlerdir. Bunun nedeni, galaktik kümeler veya küresel formdaki maddenin küçük yoğunluklarından meydana gelen ve artarak diski parçalayan bozucu titreşimlerdir. Böylece, diski tekrar kararlı hale getirecek ve bu titreşimleri bastıracak en az parlak disk kadar kütleli bir küresel halonun var olması gerektiği sonucuna varmışlardır.

1974'de monotonik olarak artan M/L ölçümlerini doğrulayan veriler yayımlanmıştır. Bu da kütleli parlaklıkla doğru orantılı olmadığını ima etmektedir. Bu yayımlar, astronomik çevrelerin çoğunda, dışa doğru genişleyen galaksi kümeleri gibi teorilere karşın kayıp kütle kaynağının (ya da daha açıkça kayıp ışık) karanlık madde olduğu kanısını yaratmıştır.

1974'ten beri karanlık maddenin varlığını destekleyen daha ileri gözlemler yapılmıştır. 1987'de Arizona Üniversitesi'nden M.Aaronson, Draco cüce galaksisindeki karbon yıldızlarının hızları üzerine çalışmalar yapmıştır. Yıldızlar Virial teoreminin umduğunun aksine daha hızlı hareket ediyorlardı, bu da saklı maddenin varlığını ima etmekteydi. Üstelik halosunda karanlık madde olmayan Draco cüce galaksisinin şekli, tedirginlik kuvvetleri ile bozulmaktaydı. Dahası, M78'deki gazın X-ışın ışınması ile, Virgo kümesinin merkezinde bir büyük eliptik galaksi tesbit edilmekteydi. Gaz şayet saklı kütle ile bir yerde tutulmuş olmasa idi kaçıp gitmesi gerekirdi. Yıldızlar oradaki kütleli %5'ini, gaz %5'ini ve saklı madde ise %90'ını oluşturmaktadır.

Kendi yerel galaksi grubumuz içerisinde de karanlık maddeye ait kanıt vardır. M31 ve Samanyolu, kümenin merkezi etrafındaki yörüngelerinde dönerken birbirlerine yaklaşık 100km/s ile yaklaşmaktadırlar. Bu hız ise, bu iki sarmal dev ve cüce galaksiler arasındaki kütleli çekim hesaba katıldığında çok yüksek olmaktadır. Astronomlar orada yaklaşık parlayan maddenin on katı kadar karanlık madde olması gerektiği sonucuna çıkarmaktadırlar.

Yerel grup, Virgo süperkümesi ile beraber yaklaşık 600 km/s hızla hareket etmektedir (Kozmik Mikrodalga arkafon ışınmasındaki dipol değişimini veren hareket budur.) ve Hydra-Centaurus süperkümesi de(10^{15} - 10^{16} M_{\odot} kütleli) Virgo'nun yaklaşık 50Mpc ardından "Büyük Çekici" denilen yöne doğru hareket etmektedir.



Şekil 1: Civarımızdaki galaksilerin haritası. Virgo (V) ve Hydra-Centaurus (H and C) süperkümeleri görülmektedir, Centaurus'un tam aşağısı ve Virgo'nun sağ tarafı Büyük Çekici olabilir.

1990 yılında Faber ve Dressler Büyük Çekici'nin diğer tarafındaki galaksilerin de ona doğru sürüklendiğini teyid ettiler. O doğrultuda zengin kümeler bulunmaktadır ama bunlar yaklaşık 160 Mpc uzaklıktadırlar, bu da ciddi bir kütle çekim uygulamaya yetmeyecek kadar büyük bir mesafedir. Son zamanlara kadar, Büyük Çekici bölgesinde böyle bir kuvveti uygulamaya yetecek miktarda parlayan madde olmadığı düşünülürdü; sonuç ise daha sonra değinilecek olan bir tek-boyutlu topolojik eksiklik olan bir karanlık madde formu, belki bir kozmik zincir. En son gözlemler orada parlayan maddenin gerçekten var olduğunu göstermiştir. Büyük Çekici süperkümesinin içinde Abell 3627 kümesinin de olduğu son zamanlarda bulunmuştur. Bu küme daha önceden biliniyor olsa da, olduğundan daha az kütleli olduğu düşünülürdü. Çünkü galaksilerin çoğu Samanyolu diskindeki toz yüzünden belirginliklerini yitirmektedirler.

1986 yılında Kanadalı astronom Sidney Van den Bergh, dev bir eliptik galaksi olan M87'de zayıf ($L = 10^{-5}L_{\odot}$) bir loş filamentler pusu (hafif sis) gözlemledi. Bu pus kahverengi cücelerle karışık normal yıldızlar veya diğer baryonik adaylar olabilir.

2- KARANLIK MADDE NEREDEDİR ?

2.1 Karanlık Maddenin Yerel Göstergeleri:

Güneş civarındaki madde yoğunluğu, diskin oldukça dışına taşan, ışımaya gücü yüksek yıldızların düzgün bir biçimde örneklenmesi yoluyla ölçülür. Bu yıldızların ortalama hızları ve bunların diskten dik olarak kat ettikleri uzaklıklar, bu yıldızların diskin içinde tutan kütle çekimi kuvvetinin bir ölçüsüdür. Bu kuvvetin büyüklüğünden bu kadar kütle çekimi uygulayan maddenin yoğunluğu hesaplanabilir. Bu yoğunluk gözlenen yıldız sayısı ile karşılaştırıldığında, yıldızların sayısının, hemen hemen olması gerekenin yarısı olduğu bulunur. İşte bu, Güneş çevresindeki karanlık maddenin varlığı konusundaki ilk ipucudur.

Şurası da belirtilmeli ki diski oluşturan maddenin miktarının azlığı tartışma konusudur. Diskteki karanlık maddenin miktarı en fazla ışık veren madde kadar olabilir. Daha tutucu bir hesaplama ile, karanlık madde miktarının ışık veren maddenin yüzde 25'i kadar olduğu sonucuna varılır. Aslında maddenin bu yeni bileşeni, çok egzotik bir şey olmamalıdır.

Karanlık madde ne olabilir? Diskteki karanlık madde büyük olasılıkla beyaz ve hatta siyah cüce gibi sönmüş yıldızlardan oluşmaktadır. Beyaz cüce, nükleer yakıt stokları biten Güneş türü yıldızların kaderidir. Tipik bir beyaz cücenin kütlesi $0.6 M_{\odot}$ civarında, boyutları ise yer küreden küçüktür. Bir kırmızı dev, merkezindeki nükleer yakıtın son kıvrıntılarını tüketirken dış katmanlarını göreceli olarak sakin bir biçimde uzaya püskürterek yıldızın son ışıklı evresi olan Gezegensimsi Bulutsu'yu oluşturur. Gezegensimsi Bulutsu'nun sıcak merkezinde de beyaz cüce yer alır. Bir beyaz cüce soğudukça sönmüşleşir, bir siyah cüceye dönüşür ve unutulup gider.

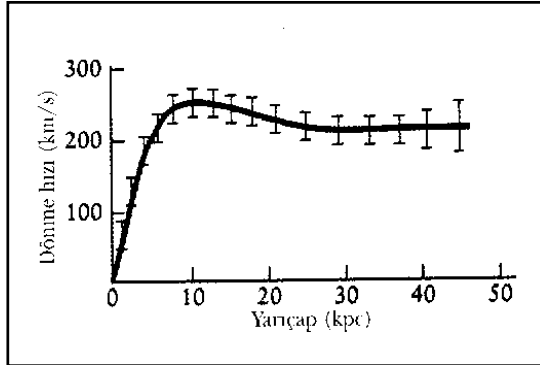
Güneş'in birkaç yüz parsek yakınındaki bütün yıldızların kütlelerinin ışımaya güçlerine oranı alınarak yararlı bir kütle ölçüsü elde edilir. Işıma gücü, kütle yüksek mertebeden bir fonksiyonu olduğu için, (M^4) Güneş'ten küçük kütleli yıldızlar çok sönmüş, büyük kütleli yıldızlar ise çok daha parlaktır. Güneş civarındaki bir yıldızın kütlesi eğer Güneş külesine eşitse bu oran bir eştir, Güneş'ten büyükse bu oran birden küçük, Güneş'ten küçükse bu oran birden büyüktür. Yakındaki yıldızlar için bu M_{\odot} / L_{\odot} oranı, Güneş birimleri cinsinden, 2 olarak bulunduğundan, Güneş yakınlarındaki

ortalama yıldızın Güneş'ten daha küçük kütleli olduğu sonucunu çıkarıyoruz. Güneş civarında bildiğimiz yıldızlar ve onların karanlık cüce kalıntılarının ötesinde herhangi bir karanlık maddeye gerek yoktur.

2.2 Galaksilerin Parlak Bölgeleri

Samanyolu gibi galaksilerin parlak bölgelerine karşılık gelen daha büyük ölçeklerde, karanlık madde bulunduğuna ilişkin hemen hemen hiç ipucu yoktur. Bir galaksinin parlak bölgesinin yarıçapı yaklaşık 10 kiloparsektir. Örneğin Samanyolu'nun dış kesimlerinde yer alan Güneş'in galaksi merkezinden uzaklığı 8 kiloparsek civarındadır. Galaksinin dönüş hızı bölgenin kütesini hesaplayabilmemize olanak sağlar.

Galaksinin dairesel dönme hareketine hem yıldızlar hem de yıldızlararası gaz bulutları katılır. Tüm Samanyolu içinde yer alan HI bulutları, 21 cm dalgaboyundaki soğurma çizgilerinin gözlenmesi yoluyla saptanırlar. Disk içindeki bulutların hemen hemen dairesel yörüngeler üzerinde hareket ettiği bulundu. 21 cm çizgilerinin genişliğine bakılarak, galaksinin merkezden çeşitli uzaklıklardaki dönme hızı hesaplanabilir.



Şekil 2: DDO154 Cüce Sarmal Galaksisi'nin dönme eğrisinde düşey ekseninde dönme hızı, yatay ekseninde ise merkezden olan uzaklık yer alır. Merkezden uzaklarda dönme hızı sabittir

Bu hesaplamalar sonunda, galaksi merkezinden başlayarak 3 kiloparsekten 8 kiloparsek uzaklığa kadar hızın yaklaşık olarak sabit olduğu görüldü. Bu sonuç, diskin iç bölgelerinin daha kısa dönme periyotlarına sahip olduğu anlamına gelmektedir.

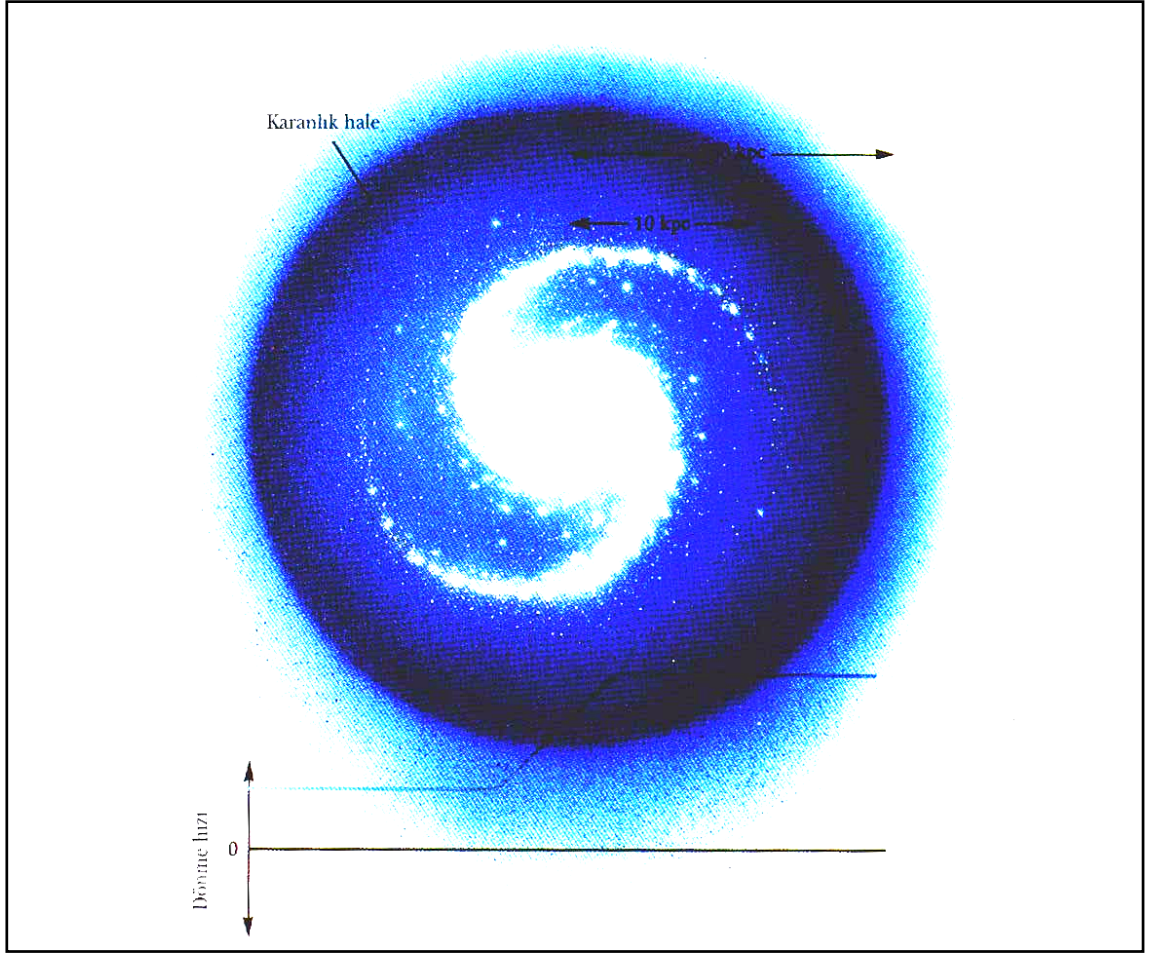
Galaksinin parlak bölgesinin kütesini hesaplayabilmek için, önce Güneş civarındaki dönme hızını göz önüne alırız. Güneş'in dönme hızı yaklaşık saniyede 250 kilometredir. Bu nedenle Güneş'in galaksi merkezi çevresindeki bir tam turu 200

milyonyıl alır. Başka bir deyişle oluşumundan bu yana Güneş, galaksi çevresinde 25 tam tur atmıştır. Güneş yörüngesinin içinde kalan toplam kütle, Güneş'in galaksi çevresindeki hızı ve galaksi merkezine olan uzaklığı kullanılarak hesaplanır. Buradan, merkezci kuvvet bulunur. Bu kuvvetin, Güneş'in yörüngesinin içinde kalan kütle için uyguladığı kütle çekim kuvvetiyle dengelenmesi gerekir. Eğer diskin yıldızca zengin dış bölgelerinin dönme hızını göz önüne alırsak (disk, yaklaşık 15 kiloparseklere kadar uzanmaktadır), galaksinin kütle yarısına artıktıkça $10^{11} M_{\odot}$ değerine çıktığını görürüz. Buna karşıt olarak, Samanyolu'ndaki tüm yıldızların toplam ışımaya gücü yaklaşık $10^{10} L_{\odot}$ kadardır. Bu nedenle kütle için ışımaya gücü oranı 10'dur. Bununla birlikte bu oran, karanlık maddenin varlığını göstermez. Bunun yerine buradan, ortalama yıldızın kütle yarısına Güneş kütle yarısına (ve bu nedenle de çok daha az parlak olduğu) sonucu çıkar. Bu, büyük bir sürpriz değildir. Neresinden bakılırsa bakılsın, Güneş civarı ve galaksinin diğer sarmal kolları genç, göreceli olarak yüksek kütleli ve parlak yıldızları barındırmaktadır.

2.3 Galaksi Haloları

İlk gerçek sürpriz, galaksi haloları olarak bilinen, galaksilerin en dış bölümlerinde karşımıza çıkar. Burada ışımaya gücü ihmal edilebilir düzeydedir. Ama gene de uzaklıkların ve dönme hızlarının ölçülmesine olanak veren, hem atom halinde hem de iyonlaşmış gaz bulutları vardır. Dönme hızının galaksi merkezinden olan uzaklıkla azalmadığı görülür. Eğer kütle dağılımı, ışığın dağılımı ile benzeşiyorsa, galaksinin ışıklı bölgelerin uzağında kütle çekim alanı da zayıf olacaktır. Bu nedenle de bu uzaklıkta dairesel hareketi sürdürmek için daha düşük hızlar yeterli olacaktır. Hızdaki bu sabitlik, galaksinin kütle dağılımının ışık dağılımı ile benzer olmadığı anlamına gelir. Galaksi merkezinden uzaklaşırken toplam ışık bir yerde sabitleşmekte ise de toplam kütle artmaya devam etmektedir.

Haloda tam olarak ne kadar ek kütle vardır? Dönme hızı $v^2 = GM/r$ denklemini sağladığından (buradan M , r uzaklığına kadar olan toplam kütle) M 'nin r ile doğru orantılı olarak arttığı sonucunu çıkarıyoruz.



Şekil 3: Burada üstten görülen bir sarmal galaksinin, merkezden uzaklardaki dönme hızı sabittir. Buradan da galaksinin, karanlık maddeden oluşmakta olan bir halo içinde bulunduğu ortaya çıkar.

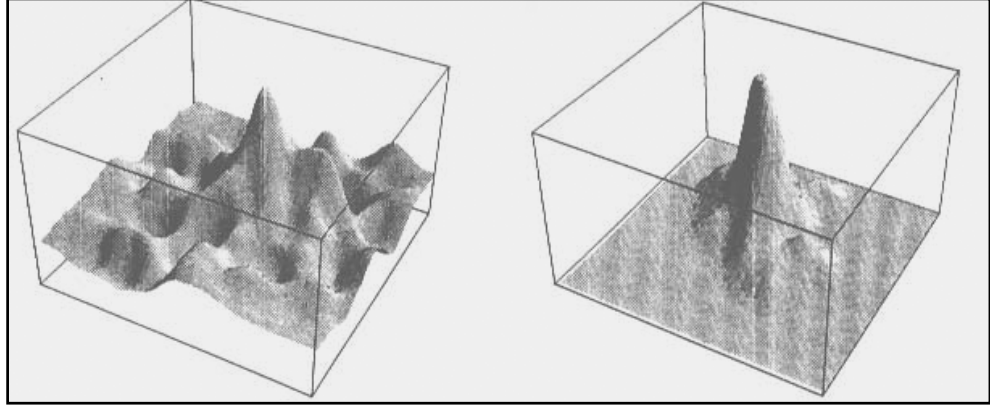
Bu artış, en azından Samanyolu için, halonun sınırı olan 50 kiloparsek yakınlarında kesilmektedir. Buradan, karanlık maddeden oluşan haloyu da kapsayacak şekilde tüm galaksi için hesaplanan kütle-ışınma gücüne oranının, parlak iç kısım için hesaplananın beş katı yani elli olduğu sonucuna varıyoruz. İşte bu, karanlık maddenin ilk sağlam ve su götürmez kanıtıdır. Birçok sarmal galaksinde dönme hızları ölçülmüş ve hepsinde de karanlık maddenin baskın çıktığı bulunmuştur.

2.4 Galaksi- Grupları, Kümeleri ve Süperkümeleri

Daha uzaklara gidildiğinde, kütle-ışınma gücü oranı, galaksi çiftleri, grupları ve kümelerinin incelenmesiyle bulunur. Her durumda hızlar ve uzaklıklar ölçülür ve buradan

sistemin dağılmasını önleyebilecek toplam kütle hesaplanır. Tipik olarak 100 kiloparsek uzaklıkları olan galaksi çiftleri için bulunan kütle-ışım gücü oranı $100 M_{\odot}/L_{\odot}$ civarındadır. 1 megaparsek ve daha büyük ölçeklerdeki galaksi grupları ve kümeleri için kütle-ışım gücü oranı 300'e yükselir. Bu ölçeğin üzerinde saptanan maddenin yüzde 95'i karanlık maddedir.

Kütle yoğunluklarının bir dereceye kadar ölçülmüş olduğu en büyük ölçek süper-kümelerdir. Bir süperküme, çeşitli galaksi kümelerinin biraraya gelmesiyle ortaya çıkar ve boyutları 20 megaparsekten de büyük olabilir. Yerel Süperkümemiz, şöyle bir 10-20 megaparsek uzaklıktaki Virgo Kümesi çevresinde toplanmış olan uzun biçimli bir galaksi topluluğudur. Andromeda ve Samanyolu, Yerel Grup adı verilen küçük bir grup oluştururlar ve Virgo Süperkümesi'nin dış bölgelerinde yer alırlar. Bizimle Virgo arasında bulunan kütle, Virgo'dan uzaklaşma hızımızı Hubble yasasından hesaplanan değere göre yüzde 10 oranında yavaşlatma eğilimindedir. Bu bölgedeki galaksiler için düzgün biçimli Hubble genişlemesinden olan sapmaların haritası çıkarılabilirse, buradan Virgo Süperkümesi içindeki ortalama yoğunluk bulunabilir. Yerel Süperküme boyunca, yani 20 megaparsek ölçeklerinde bulunan kütle-ışım gücü oranı gene yaklaşık 300 civarındadır.

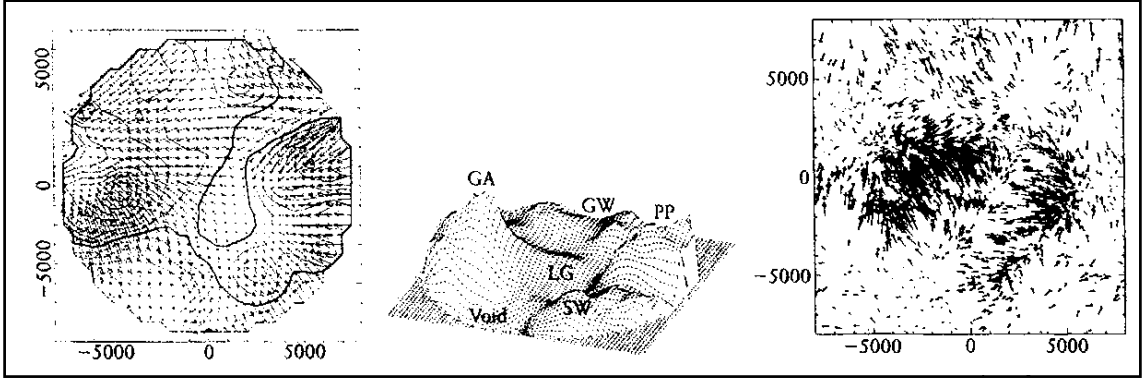


Şekil 4: Çekimsel mercek etkisiyle uzak galaksi görüntülerindeki biçim bozulmalarından çıkarılan uzak bir galaksi kümesindeki karanlık madde dağılımı(solda), ışık saçan maddenin dağılımına oran(sağda) daha yaygındır. Kutuların yatay ölçekleri yaklaşık olarak derecenin dörtte biridir.

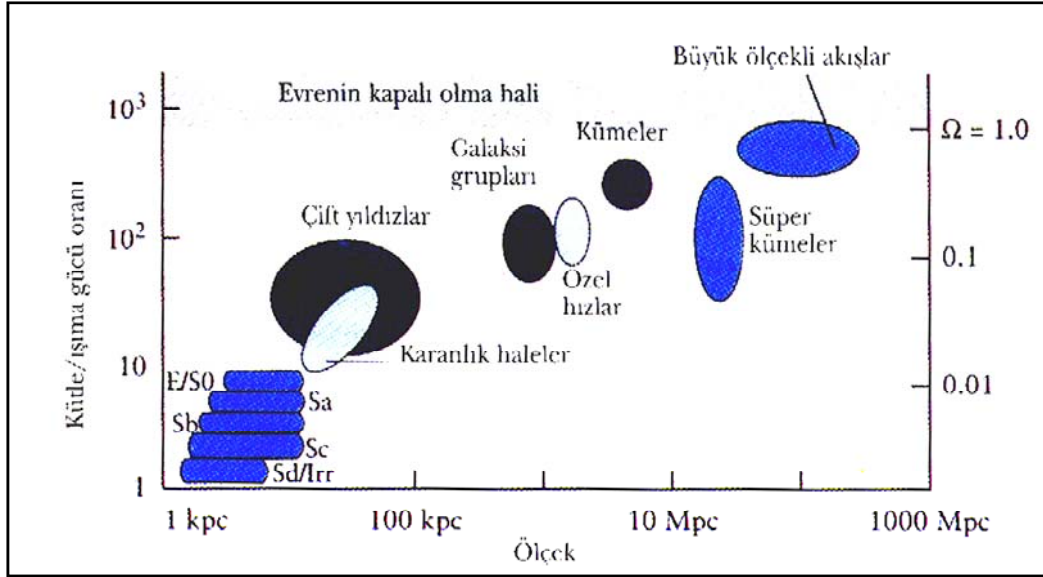
2.5 Büyük Ölçekli Akışlar ve Karanlık Madde

En büyük ölçeklerde artık kütle çekimine bağımlı cisimler yoktur. Ama galaksilerin dağılımı da tam anlamıyla düzgün değildir. Evrenin ilk dönemlerinden beri küçük de olsa birtakım yoğunluk dalgalanmaları varlıklarını sürdürmüştür. Kritik yoğunluğa neden olan karanlık madde, galaksi kümeleri ve süperkümelerinin üzerindeki ölçeklerde pekâlâ düzgün dağılmış olabilir. Bununla birlikte, en azından karanlık maddenin bazı türlerinin, daha büyük ölçeklerdeki yoğunluk dalgalanmalarında bir rolü olmalıdır. Yalnızca galaksileri sayarak ışığa gücü yoğunluğunu ölçmek karanlık maddenin katkısını gözardı etmek demektir. Oysa 10 ya da 100 megaparsekten daha büyük ölçeklerde evrendeki karanlık maddeyi ölçmenin yöntemleri vardır.

Minik dalgalanmalar nedeniyle yoğunluğun fazlalık gösterdiği yerlerde çevredeki madde üzerinde hafif bir çekme etkisi, yoğunluğun az olduğu bölgelerde ise çevredeki madde üzerinde hafif bir itme etkisi olur. Bu etki, kendisini çevremizdeki galaksiler üzerinde düzgün Hubble genişlemesinden küçük sapmalar şeklinde gösterir. Eğer galaksilerin normal Hubble akışından farklı olan bu "özel" hızları ölçülebilirse, karanlık maddenin dalgalanan bileşeninin izi bulunmuş demektir. Bu anlamda TullyFisher bağıntısının özel bir önemi vardır. $L \propto v_{\text{rot}}^4$ olarak ifade edilen, galaksinin ışığa gücü ve dönme hızı arasındaki bu bağıntı, galaksinin uzaklığının bir ölçüsünü verir. Hubble yasasına göre kırmızıya kaymadan da bir uzaklık bulunur. Bununla birlikte, kırmızıya kayma yoluyla hesaplanan uzaklık, galaksinin özel hızının Hubble hızına eklendiğine mi yoksa çıkarıldığına mı dayanarak gerçek uzaklıktan büyük ya da küçük olabilir. Binlerce galaksi için bu iki uzaklık karşılaştırılarak, 100 megaparsek uzaklığa kadar özel hız dağılımının bir haritası çıkarılabilir.



Şekil 5:Optik olarak gözlenen galaksilerin hızlarının ölçülmesi sonucu derlenen bu büyük ölçekli hız alanı grafiği,solda yer alan Büyük Çekici'ye doğru büyük çaplı kütle akışının olduğunu gösteriyor.Uzaklık ölçeği,kilometre/saniye'yle ölçülmektedir.Her 75 kilometre/saniye,1 megaparsek uzaklığa eşittir.Ortada:Aynı galaksi grubunun büyük ölçekli yoğunluk alanı.Eğer iki şekil karşılaştırılırsa,galaksilerin özel hızlarının yüksek yoğunluklu bölgelere doğru olduğu görülür.Sağda:Galaksilerin kızılötesi dalgaboylarındaki salma ölçümlerinden çıkarılan büyük ölçekli hız alanı.Projeksiyon,Virgo Kümesi'nin orta düzlemi üzerine alınmıştır.Samanyolu (0,0) noktasındadır



Şekil 6:Kütlenin ışınma gücüne oranı, bir sistemdeki karanlık madde miktarının bir göstergesidir. Burada birkaç kiloparsekten 200 megaparsek ölçeğine kadar değişik sistemler için kütle, ışınma gücü oranı gösterilmiştir. Ölçek büyüdükçe daha fazla miktarda karanlık madde varmış gibi gözüküyor.

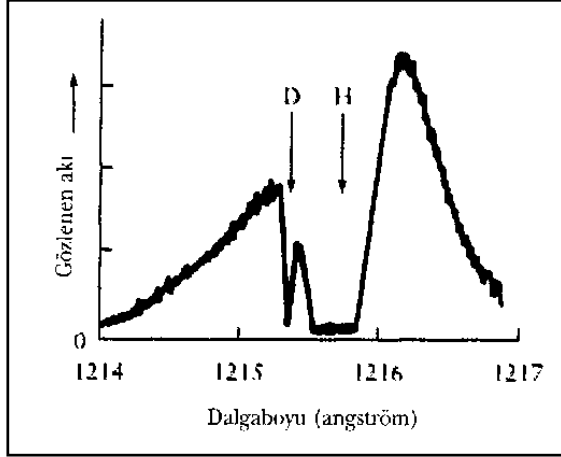
Bu hareketlere var olan tüm madde neden olduğundan, ışığı ya da karanlık tüm maddeyi ortaya çıkarmak mümkün oluyor. İlk sonuçlar, gözlenen hızda kütle hareketleri için yaklaşık olarak kritik yoğunluğa eşit miktarda bir karanlık madde olması gerektiğini gösteriyor. Bu hareketlerden sorumlu dev madde yoğunlaşmaları olduğu için, bu kütle akışlarının kaynakları, oldukça duyarlı bir biçimde bulunabilir. Bizden yaklaşık 40 megaparsek uzaklıkta bulunan en yakın yoğunlaşmaya 'Büyük Çekici' adı verilmiştir. Eğer gerçekse, Büyük Çekici'nin bir düzine zengin galaksi kümesinin içerdiğinden daha fazla sayıda galaksi içermesi gerekir. Galaksi düzlemimiz Büyük Çekici'nin büyük bir bölümünü görmemizi engellediğinden galaksileri doğrudan doğruya sayamıyoruz. Kütle akışlarına yol açan başka galaksi komplekslerinin bulunma olasılığı da oldukça yüksektir.

2.6 Kritik Yoğunlukta Bir Evren mi ?

Şişme teorisi, Ω , yoğunluk parametresinin bire eşit olduğu, düz bir evrende yaşamakta olduğumuzu öngörür. Yani evrendeki maddenin yoğunluğu, tam olarak evrenin kapalı olmasına yetecek kritik yoğunluğa eşit olmalıdır. Şişme döneminde kritik yoğunluktan her sapmaya, gene şişme dönemindeki evrenin hızlı genişlemesi sırasında düzelmiş olan uzayın hafif bir eğriliği olarak bakılabilir. Acaba gözlenen karanlık maddenin miktarına bakarak evrenin, şişme teorisinin öngördüğü gibi, kritik yoğunlukta olup olmadığını anlayabilir miyiz?

$3H_0^2/8\pi G$ biçiminde yazılabilen ve kritik değer cinsinden evrenin kütle yoğunluğunu ölçen Ω parametresini, kütlelerin ışığa gücüne oranına çevirmek mümkündür. Bu, evrenin ortalama ve büyük bir hacminde kritik yoğunluğun gözlenen ışığa gücü yoğunluğuna oranı alınarak yapılabilir. Sonuçta kütlelerin ışığa gücüne oranı 1500 Ω olarak bulunur. Bir başka deyişle, eğer $\Omega = 1$ ise, evrenin kapalı olması için kütle-ışığa gücü oranının 1500 olması gerekir. Bu kütle miktarı ise gözlenenden çok çok büyüktür. Başka bir biçimde söylemek gerekirse, eğer büyük ölçekler için kabul ettiğimiz kütle-ışığa gücü oranı olan 300 sayısının tüm evren için geçerli olduğunu kabul edersek, $\Omega = 0.2$ buluruz ki bu da şişme teorisinin öngördüğü değerden çok çok küçüktür. Şişme teorisinin gözlemlerle uzlaşması ancak karanlık maddenin önemli bölümünün 10 megaparsek

değerine kadar olan ölçeklerde düzgün dağılmış olmasıyla mümkündür. Bu durumda maddenin yalnızca yığın biçimindeki bileşeni ölçülmüş olduğundan, karanlık madde kendini göstermeyecektir. Gerçekte kritik yoğunluk yalnızca örneğin 10 megaparsek ya da daha büyük ölçeklerde kütle akışlarından ölçülen yoğunlukla bağdaşır.



Şekil 7: Yakın bir yıldız olan Capella'nın Hubble Uzay Teleskobu ile alınan tayfi soğuk yıldızlararası hidrojen (geniş çukur) ve az miktarda döteryumun varlığını (dar çukur) açıkça gösteriyor. Hidrojenden iki kat daha ağır olan döteryum atomları, maviye doğru 80 km/sn kadar kaymış Lyman α soğurma çizgileri üretirler. Bu kayma, döteryumu hidrojeninden ayırabilmemizi sağlar.

Şişme teorisi tarafından öngörülen karanlık maddenin doğası derin ve henüz çözülmemiş bir bilmecedir. İki seçeneğimiz var. Karanlık madde ya bildiğimiz baryon maddesinden oluşuyor, ya da daha egzotik bir madde biçiminden. Evrenin ilk birkaç dakikalık tarihi, bu bilmecenin çözülmesine yardım edebilecek olan, evrendeki toplam baryon maddesinin ilginç bir ölçüsünü vermektedir.

2.7 Kinematikler ve Karanlık Madde

Büyük spiral galaksiler için, parlak disk $I(r) = I_0 e^{-r/R}$ olarak tanımlanmaktadır ki burada R Samanyolu için 4 kpc'dir. Eliptik ve spiral galaksilerde 100 kpc'ye kadar genişleyebilen karanlık halo bileşeni aynı dağılımı izlemez, ama şu şekilde tanımlanabilir; $V(r) = \text{sabit}$ ve Samanyolu için yaklaşık 220km/s dir. Denge pozisyonu için, $M(<r) = rV^2 / G$ sonucuna götüren $mV^2/r = GmM(<r)/r^2$ denklemi mevcuttur, ya da $\rho(r)$, $1/r^2$ ile orantılıdır. $\rho(r)$ ayrılma gösterdiği tam merkezin dışında, $\rho(r) = \rho_0 (R_0/r)^2$ şeklinde tanımlanmaktadır. $\rho(r)$ için bir diğer form da $\rho_0 / (1+r^2/a^2)$ 'dir, burada galaksimiz için $a = 10\text{kpc}$ ve $\rho_0 = 0.01 M_\odot / \text{pc}^3$ şeklindedir.

Galaksilerin (disk + karanlık halo) dinamik karalı sistemler olduğu ve kararlı denge durumunda oldukarı varsayılırsa, $2K = -U$ (K kinetik ve U potansiyel enerji) eşitliği olan virial teoremini uygulayabiliriz. $K = 1/2mV^2$, ve $U = -\alpha GMm/r$ (α kütle dağılımına bağlıdır ve genellikle 0.5 – 2 değerine eşittir) olduğundan, $M = V^2r/\alpha G$ eşitliği elde edilir. r ve V^2 gözlemlerden elde edilebilir. Tüm görünen maddelerin kütleleri toplanınca sonuçta gözlenen M_{parlak} değeri, teorik M_{virial} 'den küçük çıkmaktadır, bu da saklı maddeyi ima etmektedir.

Kümelerin galaksiler gibi dinamik açıdan rahat oldukarı düşünülmemektedir. Bazı kümelere de virial teoremi yukarıdaki gibi uygulanabilmektedir; ancak galaksiler için ortalama geçiş ($T_{\text{cr}} = 6 \times 10^8 \text{ yıl} \times [(R/1\text{Mpc})/(v/103\text{kps})]$; R = küme yarıçapı, v = ortalama galaksi hızı) zamanı evrenin yaşından çok küçük olmalıdır. Virial teori uygulandığı takdirde, kümelerdeki parlak maddenin 10 bazen 100 katı kadar karanlık maddenin var olduğu bulunmaktadır. Örneğin, tipik bir küme için, bu $10^{15}M_{\odot}$ olmalıdır, ama toplam bilinen galaksiler ve gözlemlenen yıldızlar arası sıcak gaz hep birlikte $10^{14}M_{\odot}$ olmaktadır. Bu da kümedeki tüm maddenin %80'inin karanlık olduğu anlamına gelir.

Kümelerdeki karanlık madde dağılımı galaksilerde olduğu gibi $1/r^2$ şeklinde değildir. Şayet karanlık maddenin çoğu veya hepsi kümenin merkezinde yoğunlaşacak olursa, ve r azalacak olursa, $M = V^2r / \alpha G$ 'de buna bağlı olarak azalmaktadır. İşte bu bir kısıtlamadır, çünkü birisi r'yi çok fazla azaltacak olursa $M_{\text{saklı}}$ ihmal edilebilir hale gelir.

Tyson Abell 1689 kümesi üzerinde ışığın çekimsel bükülmesini kullanarak kütlelerin çoğunlukla kümenin merkezinde toplandığını ve kümenin görünebilen kenarlarına ve bu kenarların ötesine gidildikçe kütlelerin azaldığını keşfetti. Böylece karanlık madde ve parlak madde yine farklı bir dağılım göstermişti. (karanlık madde için $1/r^2$)

Faz uzay kısıtlamalarını kullanarak nesnelere karanlık maddeden fiziksel bir şekilde nasıl ayırt edileceği konusundaki tartışma belli kısıtlamalara ulaşmamıza yardımcı olmaktadır. Karanlık madde parçacıklarının kütleli çekimle etkileştiğini ama birbirleriyle çarpışmadıklarını farz edelim. Şayet faz uzay dağılım fonksiyonu $f(x,y,z,p_x,p_y,p_z,t)$ ise, $D_x D_y D_z$ hacmindeki $D_{p_x} D_{p_y} D_{p_z}$ momentumuna sahip t zamanındaki parçacık sayısı $f \cdot (D_x D_y D_z D_{p_x} D_{p_y} D_{p_z})$ 'dir. Şayet mevcut faz uzay p_0 gibi bir momentumla dolu olacak olursa, $f = N_s / h$ (spin hallerinin sayısı N_s ; h : $h/2\pi$) olur (burada $p = (p_x^2 + p_y^2 + p_z^2)^{1/2} \leq p_0$). $p > p_0$ için $f = 0$ dir. Önemli olan nokta f 'nin sabit olduğudur, bunun anlamı ise şayet kütleli çekim kuvveti parçacıkları birbirlerine daha fazla yaklaştıracak ($D_{\text{hacim}} (=D_x D_y D_z)$ azalır) olursa sonuç olarak daha geniş momentum saçılımı meydana gelir. Bununla birlikte, yapıların oluşabilmesi için maksimum momentumun kaçış momentumuna nazaran daha düşük değerlerde seyretmesi şarttır. Momentum üzerindeki bu kısıtlama parçacıkların nasıl sıklaştıkları ve biraraya geldiklerinin belirleyici koşuludur.

Karanlık madde genel olarak iki kategoriye ayrılmaktadır: baryonik maddeden oluşanlar, ve baryonik olmayan maddeden oluşanlar. Baryonik adaylar sadece son derece zayıf bir karacisim ışıması yaparlar. En iyi adaylar bireysel parçacıklardan ziyade kütleli kümelenmelerdir. Baryonik olmayan adaylar nötraldirler; yükün olmayışı diğer yüklü madde ile hiçbir elektromanyetik etkileşimin olmadığı anlamına gelir, ve böylelikle bu parçacıklardan hiçbir ışıma olmaz. Bunların birbirinden ayrı bireysel parçacıklar oldukları düşünülmektedir.

3.BARYON KÖKENLİ KARANLIK MADDE

Baryon kökenli karanlık madde tanımını vermeden önce baryon tanımını yapalım. Baryon kavramı,nükleonlardan(nötronlar ve protonlar) daha ağır temel parçaları belirtmek için, önce deneysel olarak ortaya atıldı.Günümüzde baryon adı, güçlü etkileşimlere uğrayan yarıtam spinli parçacıklar için kullanılır; başka bir deyişle baryonlar, fermion yapılı hadronlardır. Bozon yapılı hadronlar ise birer mezondur. Bilinen bütün baryonlar, en az nükleonlar kadar ağırdır; ama nükleonlardan daha ağır mezonlar hatta bir lepton vardır. Baryonlar aşağıdaki korunum yasasına uyan bir yük ("baryon yükü"denen ve B ile simgelenen) taşır: bir sistemin toplam baryon yükü (bileşenlerinin yükler toplamı) zaman içinde değişmez. Dolayısıyla bir sistemde +1 yüklü ek bir baryon ancak bir karşıt baryonla(-1 yüklü) birlikte oluşturulabilir. Protonun kararlılığı baryon yükünün korunumuyla açıklanabilir, nitekim protonun parçalanıp verebileceği baryon yükü taşıyan daha küçük bir parçacık yoktur. Buna karşılık, proton en küçük bir kararsızlık gösterseydi, baryon yükünün korunumu yasası mutlak olmazdı.

Karanlık maddenin görünen madde ile aynı dairesel hıza sahip olduğu görüşü ikisinde aynı tip materyalden (baryonik) meydana geldiğini ileri sürmektedir. Karanlık maddenin en doğal biçimi var olduğunu bildiğimiz madde, yani baryonlardır. Hafif element bolluklarının büyük patlama ile açıklanması bir miktar baryon kökenli maddenin varlığını gerektirir. Her ne kadar aynı bolluklar karanlık maddenin çoğunluğunun baryon kökenli olmadığını ima ediyorsa da, baryon kökenli karanlık maddenin miktarı hala büyük olasılıkla ışığıyan maddede gördüğümüzün birkaç katı, ya da evrenin kapalı olması için gereken kritik yoğunluğun yüzde üçü kadardır. Ama acaba baryon kökenli karanlık maddeyi nerede aramamız gerekiyor? İlk beklenti,baryon kökenli karanlık maddenin galaksinin halosundaki yanıp bitmiş yıldızları oluşturmasıdır.

Baryonik karanlık maddelere en iyi aday beyaz cüce yıldızlarıdır. Galaksi halolarının yüzde ellisine yakınının beyaz cücelerden oluştuğu açıktır. Diğer bir aday soğuk fraktal gazdır; gazın, bir karanlık madde şekli olduğu ve olmadığına yönelik kanıtlar vardır. Diğer adaylar ise, kahverengi cüceler, jüpiter-ebatlı nesnelere, kızıl ötesi yıldızlar, nötron yıldızları, kara deliklerdir.

Baryon kökenli karanlık maddenin var olduğu kesindir. Galaksi halolarındaki, galaksi kümelerinde ve süperkümelerindeki, hatta evrenin kapalı olmasını sağlayacak tüm karanlık maddeyi oluşturacak miktarda olup olmadığı ise daha belirsizdir. Baryon kökenli karanlık madde en azından galaksi halolarındaki karanlık madde için ciddi bir adaydır. Diğer yandan evrenin kapalı olmasını sağlayacak yoğunluk için WIMP'lere ya da başka zayıf etkileşimli parçacıklara başvurmak gerekir. Zayıf bir biçimde etkileşen, kütlesi, diyelim ki protonunkinden de büyük olan parçacığa özel bir ad verilir: 'zayıf etkileşimli büyük kütleli parçacık' anlamına gelen İngilizce 'weakly interacting massive particle' sözcüklerinin baş harflerinden oluşan WIMP'lerdir. Karanlık maddenin bu iki rakip biçimine atfen baryon kökenli karanlık maddenin ciddi adayları "büyük kütleli sıkı halo cisimleri " anlamına gelen "massive compact halo objects" sözcüklerinin baş harflerinden oluşan MACHO adı verilmiştir.

3.1 MACHO'lar: Astrofiziksel Karanlık Madde

Halolarda yer alan olası astrofiziksel cisimler arasında yıldız enkazları, nötron yıldızları, beyaz cüce gibi sönük yıldızlar, hatta kara delikler ve küçük kütlelerinden dolayı hiçbir zaman yıldız olmayı başaramamış cisimler bulunur. Bu cisimler hemen hemen ya da tümüyle görünmez olduklarından karanlık madde için mükemmel adaylardır. Dahası, varlıkları kesin olarak bilindiğinden, MACHO'lar halodaki karanlık madde adayı olarak WIMP'lerden daha uygundurlar.

1993 yılında yapılan iki deneyde MACHO'ların varlığı konusunda güçlü kanıtlar elde edilmiştir. Bu deneylerde kullanılan yöntem, çekimsel mercektir. Eğer bir MACHO, Dünya ile uzak bir yıldızı birleştiren doğrultuya çok yaklaşırsa, başka türlü görünmez olan MACHO'nun kütle çekimi, yıldızın ışığını büken bir mercektir gibi davranır. Yıldızın, birbirinden bir açı saniyesinin binde biri kadar uzaklıkta olan birçok görüntüsü oluşur ki bunu yeryüzünden gözlemek hemen hemen olanaksızdır. Bununla birlikte, Samanyolu halosu çevresinde yörüngesindeki hareketi sırasında MACHO bu doğrultuyu keserken arkadaki yıldız geçici olarak parlaklaşır.

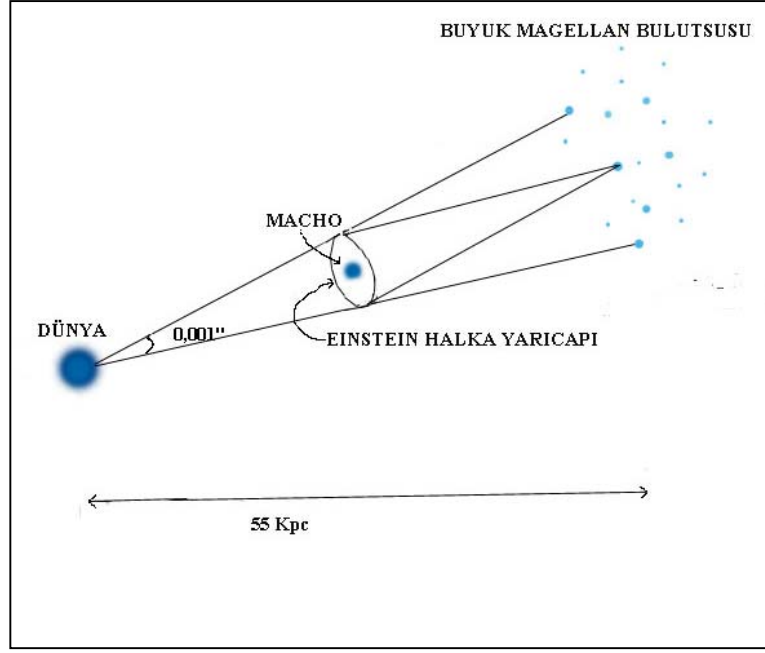
Buradaki düşünce arka plandaki yıldızlardaki parlaklaşma etkilerini ölçmektir. Burada iki temel güçlük söz konusudur. Birincisi, çekimsel mercektir etkisine oldukça ender rastlanır. Herhangi bir anda arka plandaki her iki milyon yıldızdan

yalnızca birinde çekimsel mercekle etkisi gözlenir. İkincisi, yıldızların pek çoğu yapısal olarak değişken olduklarından, zaman zaman geçici parlaklık değişimleri gösterirler. Bereket versin çekimsel mercekle olayının değişen yıldızlardan farklı ve kendine has özellikleri vardır. Bunlardan bazıları olayın zamanda simetrik, dalgaboyuna bağlı olması ve bir yıldız için yalnızca bir kez ortaya çıkmasıdır.

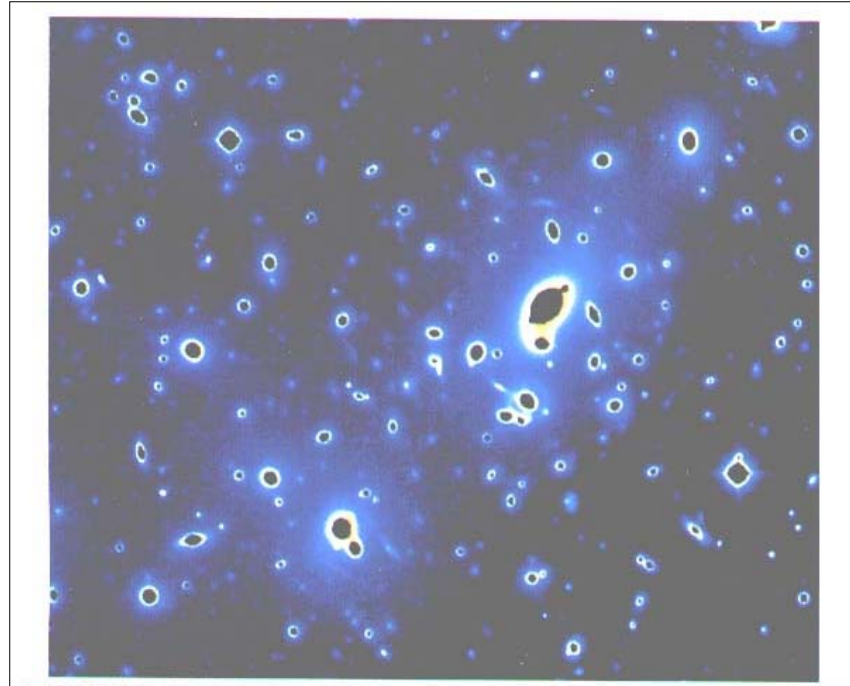
Çekimsel mercekle olayını düşük gözlenme olasılığını aşabilmek için Büyük Magellan Bulutu'ndaki birkaç milyon yıldız gözlemek üzere deneyler tasarlandı. Her yıldız bir yıl boyunca yüzlerce kez gözlendi. Kırmızı ve mavi filtre kullanılarak alınan verilerin ön incelemesi sırasında birçok karakteristik çekimsel mercekle olayına rastlandı. Olay süreleri 30 ile 50 gün arasındaydı.

Her ne kadar bilinmeyen uzaklık ve MACHO'nun bakış doğrultusuna yaklaşırken sahip olduğu hız gibi konularda belirsizlikler varsa da çekimsel mercekle olayının süresi MACHO'nun kütesinin bir ölçüsüdür. Olayın süresi, MACHO'nun Einstein halka yarıçapı adı verilen çekimsel mercekleğin etkili boyutunu katetmesi için gereken zamandır. Einstein halkasının yarıçapı, yaklaşık olarak MACHO'nun Schwarzschild yarıçapı ile uzaklığının geometrik ortalamasıdır. Büyük Magellan Bulutu'nun yarı uzaklığında olan bir MACHO için bu uzaklık 55 kiloparseklik değerinin yarısıdır. Einstein halka yarıçapı da yaklaşık olarak Dünya-Güneş uzaklığı kadar, yani 1 astronomi birimine eşittir. Mercekle etkisi yaratabilmek için MACHO'ların mercekleten daha küçük boyutlu olmaları gerekir, yani MACHO'ların boyutları 1 astronomi birimi ya da kabaca bir kırmızı devin yarıçapı kadar olmalıdır. Gözlenen olaylar, yüzde birkaçlık yanılma payı ile karanlık maddenin MACHO modelinin öngördüğü kadardır. Olay süreleri tipik kütle olarak 0,1 M_{\odot} değerini vermekle birlikte bunun üç katı kadar bir belirsizlik de söz konusudur.

Çekimsel mercekle çalışmaları sürüyor ve doğruysa, MACHO yorumları belli sonuçları öngörüyor. Daha kısa süreli çok daha fazla sayıda olay meydana gelmeli ve daha zayıf olaylarda gözlenmelidir. Çekimsel mercekle olayı gösteren yıldızlar rastgele seçilmektedir, bu nedenle de yapısal olarak değişken olan özel yıldızlar tercihli olarak gözlenip astronomların kafalarının karışmasına yol açmamış olmalıdır. Daha fazla veri toplandıkça bunların tümü açıklığa kavuşacaktır.



Şekil 8: çekimsel mercek olayı



Şekil 9: Abell 2218 galaksi kümesinde uzak, fon galaksilerinin çekimsel mercek etkisi altındaki görüntüleri olan yaylar görülür. Bu yaylar, galaksilerin ışığının kümenin kütlesi tarafından bükülmesi sonucu oluşurlar. Yayların dağılımına bakılarak kümedeki karanlık madde dağılımının bir haritası çıkarılabilir.

Şimdilik, tüm söyleyebileceğimiz, bu sonuçların karanlık maddenin saptanmasına yönelik çok kuvvetli ipuçları olduğudur. Eğer bilmediğimiz, ender görülen bir değişen yıldız sözkonusu değilse, MACHO'ların olasılıkla karanlık halonun oldukça önemli, en azından yüzde onluk bir bölümünü oluşturduğunu söyleyebiliriz. Haloda baryon kökenli karanlık madde var olsa bile, hala bunun yüzde kaçının baryon kökenli olmayan WIMP'ler biçiminde olduğu pek açık değildir.

3.2 Beyaz Cüceler

ASS'ın Ocak 1996 toplantısında, Lawrence Livermore Ulusal Laboratuvar'ından Dr. D. Bennett liderliğindeki bir araştırma takımının, Avustralya'daki LMC(büyük magellan bulutsusu) yıldızlarını incelemeye yarayan teleskopları kullanarak toplam yedi MACHO'yu çekimsel mercekleme ile keşfettiği açıklandı. Bu yedi MACHO için toplam ortalama olay zamanı iki buçuk aydı, ve hepsi de beyaz cüce kapsamındaydı. Araştırma takımı karanlık halonun toplam kütlesi hakkında bir değer biçti, ve olayların sayısından yola çıkarak halonun %50'sinin beyaz cüce formunda olduğunu değerlendirdi. Bu nesnelere son derece küçük kara delikler olması muhtemeldir, ama sayet bulgular destek vermeye devam edecek olursa o zaman beyaz cüceler karanlık halonun başlıca bileşenlerini teşkil ederler. Beyaz cüce haline gelen yıldızlar öldüklerinde, kütlelerinin büyük bir kısmını dışarıya atarlar. Beyaz cücelerden oluşan bir halo, galaksimizin halo boyunca büyük miktarda yıldızlar arası materyal içermesini gerektirir. Bu miktar orada olması beklenenden çok daha fazladır. Aynı zamanda bu miktar çok daha önceleri, sonradan bu haloyu oluşturacak çok sayıda büyük kütleli yıldızların orada var olmasını gerektirirdi. Bu çok şaşırtıcı bir durumdur, çünkü çekimsel mercekleme beyaz cücelerin (ve ya siyah cücelerin) baryonik karanlık madde olduğu konusunda çok güçlü bir kanıttır.

M32'in halosundaki MACHO'lar kullanılarak M31'deki yıldızların çekimsel mercekleme yapılması başlangıçta Arlin Crotts tarafından önerildi. Hem M31'in

halosundaki, hem de Samanyolu halosundaki MACHO'lar kullanılarak yapılan M31'deki yıldızların incelenmesinden saptanan MACHO'ların çoğu yine M31'in kendisinde yer almaktadır. AGAPE (Andromeda Galaksisi ve Yüklü Pixel Deneyi) olarak bilinen bir Fransız grubu şu sıralar bu işi gerçekleştirmektedir. Dahası Crotts ve Tomaney M31'deki muhtemel iki çekimsel mercekleme olayını rapor ettiler, bunlar yine beyaz cüce kapsamındaki nesnelere neden olduğu olaylardı. Ayrıca Crotts ve Tomaney kahverengi cüce veya Jüpiter-ebatlı nesnelere neden olduğu herhangi bir çekimsel mercekleme saptamadıklarını da rapor ettiler.

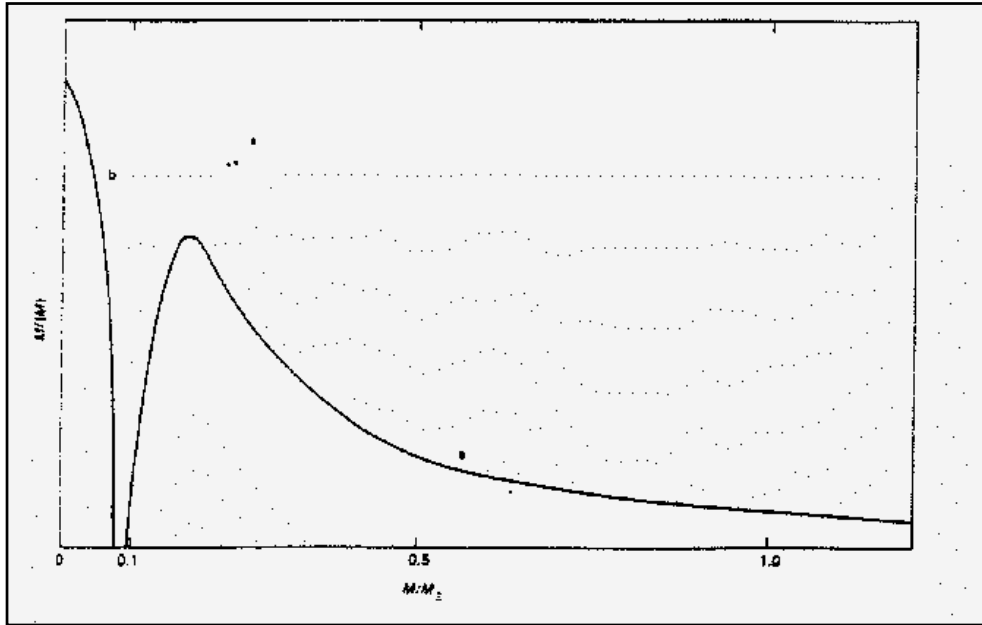
3.3 Kızıl Ötesi Yıldızlar

Bir diğer karanlık madde adayı görünürden çok kızıl ötesi ışımaya yapan loş, kızıl ötesi yıldızlardır. Loş yıldızlar $0.1M_{\odot}$ 'luk bir kütleyle sahiptirler. Karanlık madde adaylarıdır. Çünkü düşük kütleli ana kol yıldızlarından gerçekten de daha sönüktürler ve yıldız yakınlarından uzaklaştıkça büyük bir çoğunluğu saptanamayacak kadar sönük hale gelmektedirler. Bununla birlikte, yıldız civarında yapılan dolaysız yıldız sayımıyla bunların karanlık madde kütlelerine önemli bir katkıları olmamaktadır. (Gilmor & Hewet, 1983; Richstone, 1992). Hubble uzay teleskobu kullanılarak yapılan gözlemlerle de aynı sonuca varılmıştır. Loş yıldızlar kendi galaksi halomuzun kütlelerinin en fazla %6'sını teşkil etmektedirler.

3.4 Kahverengi Cüceler ve Jüpiter-ebatlı Nesnelere

Bir diğer karanlık madde adayı kahverengi cücelerdir. Bu sözde "vaktinden önce doğmuş yıldızlar" yaklaşık $0.08M_{\odot}$ 'luk bir kütleyle sahiptirler ve hidrojeni helyuma çeviremezler (Çekirdekleri hidrojen yakmaya yetecek sıcaklığa asla ulaşamaz). Işıma yapan yegane enerji kütle çekimden ileri gelen sıkışma sonucu ortaya çıkar bu yüzden bunların yakınımda bulunmadıkları zaman saptanmaları zordur. Kahverengi yıldızların karanlık madde kütlelerine ciddi bir katkıda bulunup bulunmadıklarının

anlaşılması için sayılarının belirlenmesi gerekmektedir. Bu amaçla kahverengi cücelerin sayısını daha fazla kütle içeren yıldızların sayısından tahmin etmek için Yıldız Kütle Fonksiyonu kullanılabilir, $F(M)$ ($M^{-2.33}$ 'e orantılıdır), şayet $F(M)dM = M$ ve $M+dM$ kütlesi arasındaki yıldızların sayısı olursa, kahverengi cücelerin toplam kütle katkısı $(M)(F(M))dM$ olarak yazılabilir. Akla gelen soru $F(M)$ 'nin çok düşük M için davranışının nasıl olacağıdır. $F(M)$ kahverengi cüceler için değil sadece ana kol yıldızları sözkonusu olduğunda $M^{-2.33}$ 'e orantılıdır. Genelde, devasa gaz ve toz bulutları çöker ve sonra parçalanır. Daha sonra K ve M yıldızları haline gelecek olan küçük parçalar, O ve B yıldızları haline gelecek olan büyük parçalardan sayıca daha fazladır. Bunun yanı sıra, küçük parçaların miktarı oluşabilecek kahverengi cücelerin sayısını sınırlayarak, ve ayrıca sayıları konusunda büyük bir belirsizliğe neden olarak, kahverengi cüceleri yapmaya yetecek ebatlara çok yaklaşmaktadırlar. $F(M)$ 'nin maksimum olduğu noktanın kahverengi cüce kütlelerinden daha mı az yoksa daha mı fazla olduğu genelde bilinmemektedir. Ayrıca $F(M)$ 'nin bimodal olduğu da ikna edicidir ki(Şekil 10), bu da büyük bir sayıda kahverengi cücenin var olması anlamına gelir.



Şekil 10: Bimodal yıldızoluşumu. A eğrisi sıradan bir yıldız için $Mf(M)$ 'yi, b eğrisi ise kahverengi cücelerin dağılımını göstermektedir. Eğrilerin altındaki alan her tip yıldızdaki toplam kütleyle orantılıdır. Kahverengi cüceleri gösteren eğrinin tepe noktası, cücelerin saklı kütleyle önemli bir katkıda bulunabilmesi için burada gösterilenden daha yüksek olmalıdır

Şayet tüm karanlık madde kahverengi cücelerden meydana gelecek olsaydı, Samanyolu içinde trilyonlarca kahverengi cüce olması gerekirdi. Bununla birlikte kendi galaksi dilimimizdeki bilinen kahverengi cüceler ve kahverengi cüce adaylarının sayısı oldukça azdır, bu da tüm karanlık maddenin galaksilerdeki kahverengi cüce nüfusunun yoğunluğundan oluşmasını imkansızlaştırmaktadır.

Kahverengi cücelerin saptanması zordur, çünkü bunlar sadece gerçek anlamda sönük değil ($L_{Br,Bw} = 10^{-4}L_{\odot}$) aynı zamanda kendilerini daha da sönük yapan çok miktarda toz veya diğer molekülleri atmosferlerinde bulundurabilirler. Daha düşük kütleli nesnelere, Jüpiter-ebatlı veya daha küçük gezegenleri saptamak daha da zordur. Bu nesnelere yaydığı enerji de kütle çekimle meydana gelen sıkışmadan kaynaklanmaktadır. Şayet bir jüpiter, kahverengi cüce, beyaz cüce yıldızı veya diğer kütleli bir nesne, daha parlak ve büyük bir yıldızın etrafında dönüyorsa, daha büyük yıldızın spektrumunda meydana getirdiği doppler-etkisiyle kendini belli eder. (Bu güneş sistemimizin dışındaki gezegenlerin ilk keşfinde kullanılan yöntemdir). Bununla birlikte, kozmolojik karanlık madde düşünüldüğünde, bu nesnelere daha büyük olan yıldızın kütlelerinin bir parçası sayılmaktadır. Bir küresel halenin bütünüyle jüpiterlerden meydana gelmesi mümkündür, ancak tüm karanlık madde miktarı sadece bu jüpiterlerden oluşacak olsaydı ki bunların kütleleri 10-100 defa bir kahverengi cücenin kütlelerinden daha küçüktür, kendi galaksimizde kahverengi cücelerin sayısından çok daha fazla yoğunluğa sahip bu jüpiterlerden olması gerekirdi. Jüpiterler halelerde MACHO olarak buldukları zaman galaksimizin kütle yoğunluğuna muhtemelen sadece küçük bir katkıları olur.

Jüpiterler ve kahverengi cüceler zengin kümelerin merkezlerinde bulunabilirler. X-ışınımı yapan gaz soğur ve birkaç yüz M_{\odot} /Yıl ile kümenin merkezine, bazen de merkezdeki kütleli galaksiye doğru düşer. Gaz belli bir noktadan sonra gözden kaybolur, düzinelerce sönük düşük kütleli yıldızlarla birlikte jüpiterler ve kahverengi cüceler meydana getirir. Şayet gaz büyük yıldızlar oluşturursa onları gözlemlemek mümkün olur.

3.5 Yüzey Parlaklığı Düşük Galaksiler

Evrenimizdeki tüm saklı kütleyi oluşturacak kadar çok kahverengi cüce ve kırmızı cüce mevcut değildir, ancak yüzey parlaklığı düşük galaksiler de (LSB) (yüzey parlaklığı normal bir galaksiden 5 ile 20 kat kadar daha sönük diffüz galaksiler) bu duruma katkıda bulunurlar. Daha önce bahsedilen diğer “loş madde” formları gibi, LSB galaksileri tüm evrendeki karanlık maddeyi oluşturmaya yetmezler. Bunların tam katkıları sayılarının tam olarak bilinmemesinden dolayı saptanamamıştır. Teleskoplar geliştikçe, daha fazla LSB galaksileri keşfedilmekte ve böylelikle astronomlar bunların sayıları hakkında daha iyi bilgiler elde edebilmektedirler.

LSB galaksilerinin kendileri döngüsel eğrilerinden ölçüldüğü üzere yüksek miktarda karanlık madde içermektedirler. Bu da evrendeki karanlık madde miktarına katkıda bulunan bir diğer etkidir.

3.6 Nötron Yıldızları

Kütlesi 1,4 ve 2 M_{\odot} aralığında olan nötron yıldızları karanlık madde kütlesine muhtemelen önemli bir katılımcı değildirler. Nötron yıldızlarını meydana getiren yıldızlar yaklaşık 10 M_{\odot} 'liktirler. Böylece süpernova (yıldız patlaması) esnasındaki 8 M_{\odot} 'in üzerinde bir madde miktarı, yeni yıldızlar oluşturmak veya yıldızlar arası gaz olarak geride kalmak için dışarıya atılır. Şayet önemli sayıda nötron yıldızı miktarı varsa, bu tüm galaksilerin kütlesinin büyük bir çoğunluğunun erken zamanlarda meydana gelmiş çok sayıda süpernova olayının içinden geçmesini gerektirirdi. Bu ise bizi ağır elementlerin miktarının şu an gözlenenenden daha fazla olması gerektiği sonucuna götürür, çünkü bu kadar çok madde dönüşüm yapmaktadır.

3.7 Kara Delikler

Kütlesel kara delikler genellikle muhtemel bir baryonik karanlık madde adayı olarak düşünülürler. Şayet kara delik bir spiral galaksinin diski yakınında ise disk

yıldızlarını da içererek, etraflarındaki diğer objelerin hızlarının dramatik bir şekilde artışına neden olurlar. Hız bileşeninin diske normali artacağından, spirallerin diskleri sıklaşır; bu durum gözlemlenmemiştir.

$10^6 M_{\odot}$ kütleli bir kara delikten meydana gelen bir halo, galaksinin çekirdeğinde oluşan bir kara delik halini alır. Çünkü nesnelere çekip merkezde kümelenirler. Merkezdeki kara delik, bu şartlar altında, gözlemlenen limit olan $3 \times 10^6 M_{\odot}$ 'den daha fazla kütle içerir. $10^3 M_{\odot}$ 'lık bir halo veya daha büyük kara delikler halodaki küresel kümeleri çarpıtırlar (Moore 1993). Bununla beraber $10^{2-3} M_{\odot}$ 'luk kara deliklerin olması muhtemeldir.

Evrenin ilk zamanlarında oluşmuş olan ilkel kara delikler, bir karanlık madde adayıdır. Evrenin ilk zamanlarındaki düzensizlikler maddenin kendiliğinden çöküşüne neden olmuş, böylelikle ömrü çok kısa ve kütlesi çok yüksek olan yıldızları oluşturmuş, sonrada bunlardan kara delikleri ve nötron yıldızlarını meydana getirmiş olabilir. Öldükleri zaman geride ya çok az ya da hiç kütle bırakmamış olmalıydılar, aksi halde şu an bile varlıklarının kalıntıları görülebilirdi. Dahası, Stephen Hawking'e göre ilkel kara delikler buharlaştı. Heisenberg'in Belirsizlik Prensibine göre, kara deliğin enerjisi $R_{\text{Schwartzchild}} = MG^2/c^2$ ile sınırlandırılmamıştır. Oluştuklarında belli bir eşik kütesinin üzerinde olmasalardı (bu yaklaşık 10^{9-12} kg), bugün hala buharlaşmaktaydılar.

3.8 Gaz

Spektrumun herhangi bir kısmında hangi sıcaklık ve yoğunlukta olursa olsun gaz ışımaya ve soğurma yapar, bu da yıldız civarında var olan gazın saklanmış olmasını güçleştirir. (Soğuk gazlar radyo frekansları yayarlar; sıcak gazlar ise UV (Mor ötesi) ve X-ışını yayarlar). Samanyolu civarındaki soğuk baryonik gazın düzgün bir şekilde dağılımı mümkün değildir, çünkü diğer galaksilerden gelen ışıklarda soğurma çizgileri bulunmamaktadır. Spiral galaksilerde, bildiğimiz gaz merkezden ziyade dış bölgelerde daha fazla olacak şekilde davranmaktadır. Galaksiler arası gaz bulutları veya kümesi olan soğuk gaz, bir diğer galaksi görüş hattı dışında kaldıkça fark edilemeyecektir. Bazı

kuasarlarda Lyman-alfa soğurma çizgileri yüksek sıklıkta görülmektedir, ve bu galaksiler arası gaz bulutları normal bir galaksi kadar büyük olabilmektedir.

Bu gerçekler gazın saklanamadığı için karanlık madde olamayacağını ileri sürse de, galaksilerde ve kümelerde hem parlak hem de sönük soğuk baryonik gazın var olduğuna delil vardır. Galaksilerin yıldız oluşumu özellikleri karanlık maddenin, soğuk, fraktal, moleküler gaz şeklinde olduğuna kanıt teşkil eder. Civarımızdaki yıldızlararası ortamın fraktal olduğunu biliyoruz. Çünkü 100 pc çapında dev molekül bulutlarının ve 0.01-0.1 pc çapındaki ufak kümelerin farkındayız. Yakın galaksiler arasındaki tedirginlikten kaynaklanan etkileşim esnasında, gaz içe çöker böylelikle geçici bir zaman periyodu için merkezinde hızlı bir yıldız oluşumunu tetikler. İzole olmuş galaksilerde böyle bir olaya rastlanmaz. Etkileşen galaksilerde, izole olmuş galaksilere oranla CO ışımalarından 4-5 kat daha fazla gaz ölçülmektedir.

Dahası, HI gözlemleri “erken tip” spirallerin (Sa, Sb) “geç tip” spirallere (Sc, Sd) oranla daha az karanlık kütle / parlaklık oranına sahip olduğunu göstermektedir. Bu da baryonik karanlık maddenin büyük bir miktarının sistem geliştikçe yıldız oluşumuna transfer edildiği anlamına gelmektedir, ve Sc ile Sd galaksilerinde, yıldız oluşumunun olabilmesi için karanlık madde seğrelmiş H ve He formunda bulunmalıdır .

Zengin kümelerde X-ışınları yayan gaz bulunmaktadır ve durum Eistein ve ASCA uydularını da kapsayan birçok gözlem evlerinden incelenebilmektedir. (Kümelerdeki karanlık madde için sıcak gaz iyi bir takipçidir; bu gaz sönük ve parlak maddenin yüksek yoğunlukları etrafında kümelenmektedir.) Gaz kümenin merkezine doğru yol aldıkça 108°K civarına kadar ısınmaktadır. Buna galaksiler arası sürtünme de eklenince bu ısı artmaktadır. Soğuk baryonik gaz (yaklaşık bunun üçte biri) böylelikle bize sadece geçici bir süre için görünür hale gelmektedir. Gaz nihayetinde soğuyup, kümenin merkezine doğru düşer ve soğuk küçük gaz kümeleri oluşturur. Astronomlar gazın sağladığı kütle miktarının yıldızların sağladığı kütle miktarına eşit veya , $\Omega_{\text{gaz}} = \Omega_{\text{lum}} = 0.05$ yaklaşık olarak $\Omega_{\text{baryon}} = 0.1$ olduğunu düşünmektedirler.

3.9 Toz Bulutları

Ağır elementlerden ($> \text{He}$) oluşan toz bulutları gelen ışığı kırmızılaştırıp soğururlar. Bütün elementlerin kütleleri toplamının %2'sinden az olan ağır elementler yıldızların iç bölgelerinde üretilirler ve ISM'ye süpernova esnasında enjekte edilirler. Şayet bu toz karanlık halonun önemli bir bileşeni olacaksa, diğer yıldızların çok fazla sayıda haloda yer almasını gerektirir. Bu yüzden toz bulutları ciddi bir baryonik madde adayı değildirler.

3.10 Kuark Külçeleri

Bir diğer baryonik aday ise kuark külçeleridir; bunlar birçok kuarkın hipotezsel kümelenmeleridir, 1mm – 1m çapında, son derece ağır ve yavaş hareketlidirler. Bir grup fizikçi böyle bir kümelenmenin yukarı, aşağı ve hatta bir grup garip kuarktan oluşabileceğini ve kararlı olduğunu ileri sürmektedir. Kuark külçeleri erken evren esnasında üretilmiş olmalıdırlar ve yeterli miktara sahipsele Ω 'ya küçümsenemeyecek bir katkıda bulunabilirler.

4. BARYONİK OLMAYAN KARANLIK MADDE

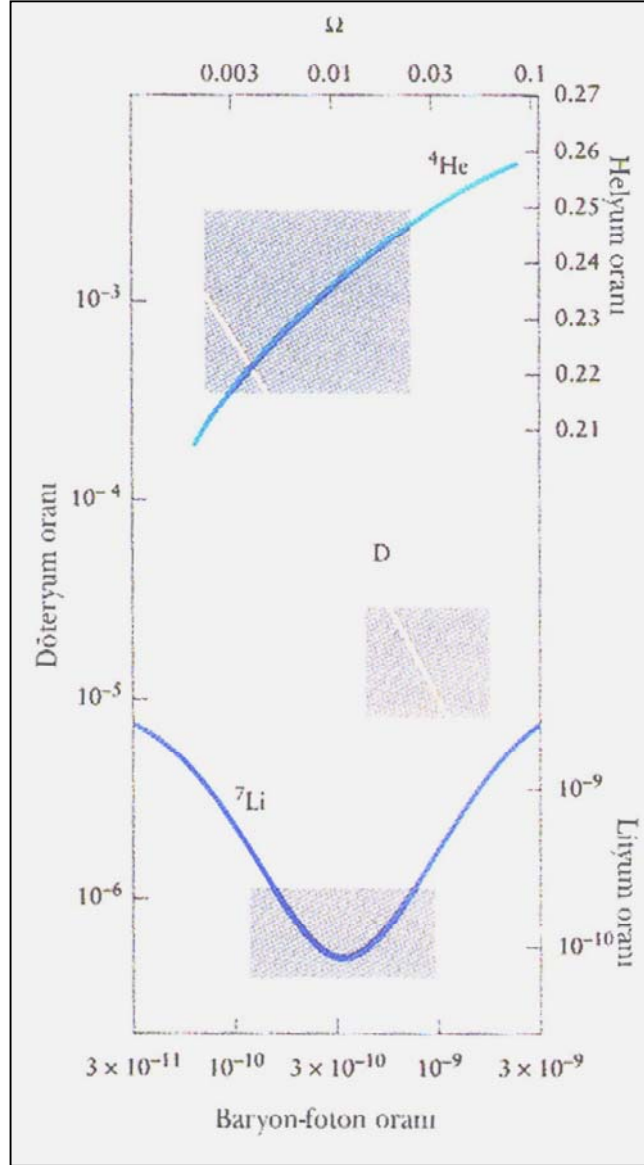
4.1 Döteryum ve Baryon Yoğunluğu

Karanlık maddenin yapısı hakkında dikkate değer bir ipucu olarak, büyük patlama sırasında yaratılan, hidrojenin iki katı kütleye sahip olan ve döteryum adı verilen hidrojen izotopunun bolluğuna bakarız. Helyumun tersine, döteryum çok kırılğan bir elementtir. Güneş'in içindeki sıcaklığın çok altında olan bir milyon derece kelvinde "yanar". Şimdiye kadar, galaksinin oluşumundan arta kalan ilkel döteryumun önemli bir kısmı yıldızların içinde başka elementlere dönüşmüştür. Bu, gözlemlerle de doğrulanmaktadır: yıldızlararası bulutlar ve nükleer yanmayı başlatacak kadar sıcak bir çekirdekleri olmayıp güçlerini kütle çekiminden alan yıldızlarda döteryum vardır, ama evrimlerinin ileri evrelerindeki yıldızlarda hiç döteryum bulunmaz.

Büyük patlamada ne kadar döteryum yaratıldığını hesaplayabilmek için, o zamandan günümüze kadar ne kadar döteryumun yok olduğunu tahmin etmek gerekir. Büyük patlamadan beri izotopun yüzde kaçının yok olduğunu hesaplayabilmek için Jüpiter'in atmosferinde bulunan "döterlenmiş" moleküllerin bolluğuyla yıldızlararası bulutlarda bulunan döteryum bolluğunu karşılaştırarak izotopun yok olma hızı bulunur. "Döterlenmiş" molekül, bir hidrojen atomunun döteryum atomuyla yer değiştirdiği moleküle verilen addır. Örneğin, döterlenmiş ya da ağır su HDO biçiminde yazılabilir. Jüpiter'de saptanan döteryum, 4.6 milyar yıl önce, Güneş sisteminin oluşumu sırasındaki yıldızlararası gazın yapısını örneklemektedir. Jüpiter'de 100 000'de 2 olarak saptanan döteryum bolluğu, galaksinin geçmişteki yaşamı boyunca doğan ve ölen yıldızların içinde işlenen gazlardan oluşan yıldızlararası bulutlardaki bolluğunun yaklaşık iki katıdır. Hubble Uzay Teleskobu ile yapılan gözlemler ve geçmişteki uydu deneyleri, yıldızlararası bulutlarda bulunan atom halindeki döteryum bolluğunun Jüpiter'de saptanandan, bir başka deyişle 6.6 milyar yıl önce galaksimizde bulunandan daha düşük olduğunu gösteriyor.

Döteryumun net eğilimi konusunda yanılmamız olanaksız: döteryum zamanla azalıyor. Yıldızlar yeni enerji kaynağı üretmeyip döteryum yaktıklarından, bu beklenen bir şey. Ama yıldızlararası gazların tümü yıldızların sıcak çekirdeklerinden

geçmedikleri için büyük patlamada yaratılan döteryumun bir bölümü hâlâ varlığını sürdürüyor. Döteryumun yıldızlar tarafından yok edildiği göz önüne alındığında, galaksi öncesi döteryumun hidrojene göre bolluğu yüzde 0.01 olarak bulunuyor.



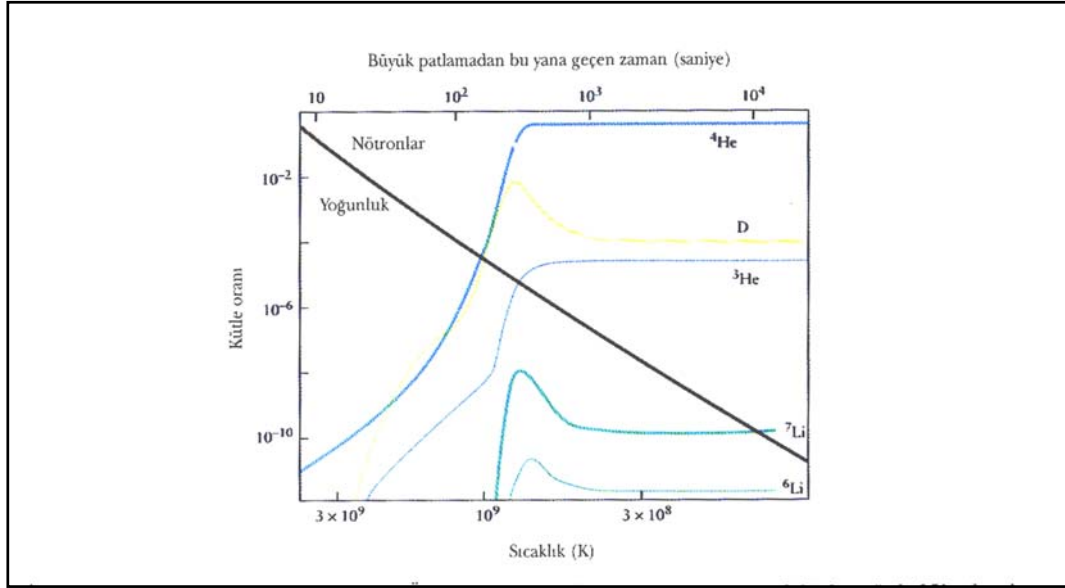
Şekil 11 :Helyum, döteryum ve lityum-7'nin günümüzdeki bollukları, burada baryon-foton oranı (alt eksen) ve yoğunluk parametresi(üst eksen) ile ölçülen,evrenin bu elementlerin yaratıldığı zamanki yoğunluğuna bağlıdır. Döteryumun helyuma dönüşmesi,yoğunluğu yüksek olan bir evrende daha etkili olduğundan, yaratılan döteryum miktarı çok az, helyum miktarı daha fazladır. Gölge alanlar, gözlenen bolluklardaki belirsizlikleri gösteriyor.

Acaba bu rakam büyük patlama teorisi tarafından öngörülen döteryum bolluğuyla karşılaştırılabilir mi? Ne yazık ki bu soruyu, baryon kökenli maddenin günümüzdeki yoğunluğunu bilmeden cevaplayamayız. Baryon kökenli maddenin yoğunluğu da 10 çarpanı içinde söylenemez. Bunun yerine problemi tersine çevirerek, ölçülen döteryum bolluğundan evrendeki baryonların yoğunluğunu hesaplamaya çalışıyoruz.

Hidrojenin kütlece yaklaşık yüzde 25'i ilk üç dakikada helyuma dönüşmüştür. Döteryum, zincirleme reaksiyonda bir ara ürün olarak ortaya çıkmıştır. Bu döteryumun küçük bir yüzdesi varlığını sürdürmektedir. Eğer bildiğimiz maddenin yoğunluğu yüksekse, evrenin ilk dönemlerinde helyum öylesine yüksek verimlilikle sentezlenmiştir ki hemen hemen hiç döteryum oluşmamış demektir. Evrenin kapalı olması için baryonların yoğunluğu kritik yoğunluğun onda birini aşmamalıdır yoksa çok az ilkel döteryum sentezlenmiş olacaktır. Tersine, baryonların yoğunluğu, kritik yoğunluğun yüzde 2 ya da 3'ünden düşük olamaz, yoksa evrenin ilk dönemlerinde çok fazla döteryum sentezlenmiş olacaktır. Eğer evren kritik yoğunluktaysa, şu an evrende bulunan maddenin yüzde 90'ı baryon dışı kökenli olmalıdır. Yani, karanlık maddenin çoğunluğu, döteryum üretimi ile sonuçlanan nükleer reaksiyonlara katılmayan, zayıf etkileşmeli yüksüz parçacıklardan oluşmaktadır.

4.2 Lityum Bilmecesi

Büyük patlamada üretilen hafif elementler yalnızca helyum ve döteryum değildir. Lityum çok daha enderdir ve döteryum gibi o da yıldızlar tarafından yok edilir. Lityum aslında T Tauri yıldızlarında ölçülür. Adını Taurus (Boğa) Takımyıldızı'ndaki bir ilk örnekten alan bu yıldızlar çok genç, enerjisini kütle çekiminden alan ve genellikle yoğun yıldızlararası gaz bulutları içine gömülü olarak bulunan yıldızlardır. Böyle yıldızların gaz hareketlerinin yoğun olduğu çalkantılı atmosferlerinde lityum bolluğu yüksektir. Yalnızca yıldızlar tarafından yok edilen bu element yıldızların gençliğinin kesin bir göstergesidir. Yıldız yaşlandıkça lityum yok olur. Evrimin erken dönemlerinde atmosferdeki kütleli gaz hareketleri sonucunda yıldızın daha sıcak iç bölgelerine taşınan lityum, burada sistematik olarak yanar. Güneş gibi orta yaşlı bir yıldızın atmosferinde saptanabilecek ölçüde lityum bulunmaz.



Şekil 12: İlk üç dakikadaki element sentezinin tarihi. Örneğin helyum bolluğu yavaş yavaş artarak kütlece yüzde 25'e ulaşırken, döteryum bolluğu yüzde 1'lik bir maksimuma ulaşmakta, helyumun sentezlenmeye başlamasıyla birlikte çok küçük değerlere inmektedir.

Lityum hem büyük patlama, hem de yıldızlararası bulutlara giren kozmik ışınlarca üretilmiştir. Kozmik ışınlar, yıldızlararası karbon, azot ve oksijen molekülleri ile rastgele çarpıştıklarında nükleer reaksiyon başlatan yüksek enerjili parçacıklardır. Bu ağır atomlar parçalanır ve çevreye lityum çekirdekleri saçılır. Bu sürecin habercisi, yaratılan iki lityum izotopudur. Bunlardan birinin kütlesi 6, normal lityum izotopu olan diğerinin kütlesi ise 7'dir. Popülasyon II'deki en yaşlı yıldızlar, hidrojene göre on milyonda bir oranında lityum bolluğu gösterirler. Bu bolluk, demir gibi diğer elementlerin bolluklarından bağımsız gibi gözüküyor. Dahası, lityumun çoğunluğu 7 kütleli izotoptur. 6 kütleli lityum çok enderdir. Bunun tersine, genç Popülasyon I yıldızlarında 10 kat daha fazla lityum ölçülüyor. Bu genç yıldızlardaki lityumun kozmik ışın kaynaklı olduğuna inanılıyor. En büyük olasılık, lityumun, bu yıldızların içinden doğduğu yıldızlararası bulutta kozmik ışınlar tarafından üretilmiş olması. Lityumun yaratılışı ve yok oluşu ile ilgili olarak tutarlı bir tablo oluşmuştur. Oldukça güvenli bir biçimde, halo yıldızlarında gördüğümüz lityumun büyük patlama sırasında üretilmiş

olduğunu söyleyebiliriz. Büyük bir olasılıkla baryon dışı kökenli karanlık maddenin üstün olduğu sonucunu çıkarabiliyor olmamıza karşın, lityum, döteryum ve helyum bollukları minimum bir miktar baryon kökenli maddenin varlığını gerektirmektedir. Bu miktar galaksilerde doğrudan ölçülenden çoktur. Buradan da, kritik yoğunluğun yüzde birkaçlık bölümünün baryon kökenli olması gerektiği sonucunu çıkarıyoruz.

Baryonik olmayan karanlık madde iki ana kategoriye ayrılır;soğuk karanlık madde CDM ve sıcak karanlık madde HDM. Soğuk karanlık madde parçacıkları, aynı zamanda zayıf etkileşimli kütleli parçacıklar veya WIMPS olarak da bilinirler,tipik olarak HDM parçacıklarıyla karşılaştırıldıklarında daha fazla madde miktarı içerirler ve daha düşük hızlarla hareket ederler. Kilit farklar, daha sonra değinilecek olan yapı oluşumu ile ilgilidir.

4.3 CDM:Soğuk Karanlık Madde

Soğuk karanlık maddenin tam kütlesi parçacıkların diğer maddelerle etkileşim gücüne ve parçacıkların birbirlerinin çiftlerinden ayrıldıkları zamanki evrenin sıcaklık ve zamanına bağlıdır. CDM parçacıkları birbirleri ile kütleli çekim yoluyla etkileşirler ve diğer maddelerle zayıf normal bir etkileşimde bulunurlar. Kütle ortalaması $1\text{GeV}/c^2$ civarındadır. Evrenin ilk zamanlarında, CDM'nin yoğunluğu fotonların yoğunluğuna neredeyse eşitti. $k_B T_{\text{evren}} = m_{\text{CDM}} c^2$ den sonra çiftler birbirlerini imha etmeye başladı (madde ve anti maddenin birbirini yok etmesi) bunun sonucun da daha fazla foton üretildi ve sonuçta CDM parçacıklarının yoğunluğu çiftlerinden ayrılana dek azalmaya devam etti. ($T_{\text{evren}} = 10^{10}\text{K}$). Bunun anlamı ise bunların yoğunluğunun düşük olmasıdır, ancak $\Omega_0 = 1$ olamazsa bu sefer her parçanın yüksek kütle içermesi gerekir. $1\text{MeV}/c^2$ den daha az kütleler $\Omega_0 \ll 1$ 'e neden olacağından seçilip ayıklanmışlardır.

4.4 HDM:Sıcak Karanlık Madde

Soğuk karanlık madde parçacıklarından çok daha hafif olan sıcak karanlık madde parçacıkları rölativistik (ışık hızına yakın) hızlarda seyahat ederler. Bilinen üç tip nötrinolar ve onların karşılığı olan antinötrinolar HDM'ler için bilinen adaylardır. n_e . ve n_μ HDM olarak bilinirler, ancak deneysel açıdan n_τ 'nin kütlesi yeterince küçük değildir.

Şayet n_t 'nin kütlesi diğer ikisinden herhangi birisinin kütlesinden çok daha fazla olsaydı, bu durumun sonucu olarak $\Omega_0 \gg 1$ olurdu, bu da evrenin ve belli nesnelere yaşları ile uyumsuzluk gösterirdi. n_t 'nin deneysel olarak henüz kanıtlanmamış olmasına da kütle konusunda n_e ve n_μ ile uyumlu olduğu farzedilmektedir. Daha önceden de belirtildiği üzere, $\Omega_{\text{ntmo}} h^2 = m_{\text{ntmo}} / 93 \text{eV}$. HDM'nin kütle katkısı;
 $\Omega_{\text{HDM}} / \Omega_0 = [(0.4) (N_s/6) (m_{\text{protc}}^2/10 \text{eV}) (T_{\text{radiationo}}/2.74 \text{K})^3 (H_0/100 \text{kps/Mpc})^{-2}] N_s = \text{tüm HDM parçacıklarının spin hallerinin toplamı şeklindedir. Şayet var olan nötrinolar sadece bilinen nötrinolarla } N_s = 6 \text{ olur; Şayet, nötrinolardan daha önce çiftlerinden ayrılmış başka HDM parçacıkları varsa o halde } N_s \text{'nin değeri artar. Bu durum HDM kütlesinin } 10 \text{ ile } 100 \text{ eV}/c^2 \text{ olmasını gerektirir. } 100 \text{ eV}/c^2 \text{'nin üzerinde bir kütleyle sahip herhangi bir rölativistik parçacık evreni fazlaca kapatır, bu sebepten dolayı kütlelerin bu değeri bir üst sınır olarak kabul edilmektedir.}$

4.5 WIMP'ler:Egzotik Parçacıklardan Oluşan Karanlık Madde

Kritik yoğunluktaki bir evrende karanlık maddenin çoğunluğu baryon kökenli olamaz. Peki, başka ne biçimlerde olabilir ? İlkel evrenin olası kalıntıları kararsız,zayıf etkileşimli parçacıklardır. Bir örnek, eğer varsa bile çok küçük bir kütleyle sahip olan nötrinodur. Normal olarak nötrinonun kütesiz olduğu varsayılsa bile sınırlı bir kütleyle sahip olması da akla yakındır. Büyük patlamadan artakalan o kadar çok sayıda nötrino vardır ki, 50 eV'lik, yani elektronun on binde biri kadar bir kütle evrenin kapalı olmasını sağlamaya yeter. Birçok ülkede nötrinonun kütlesini saptamaya yarayan deneyler yürütülmekteyse de şu anda bu deneyler sonuçsuzdur. Tritiyum bozunma deneylerinden elde edilen elektron nötrinonun kütlesinin üst sınırı için şu anki değer yaklaşık 10 eV civarındadır. Diğer nötrino türlerinin kütleleri daha büyük olabilir.

Zayıf bir biçimde etkileşen, kütlesi, diyelim ki protonunkinden de büyük olan parçacığa özel bir ad verildi: 'zayıf etkileşimli büyük kütleli parçacık' anlamına gelen İngilizce 'weakly interacting massive particle' sözcüklerinin baş harflerinden oluşan WIMP. Evrenin kapalı olması için, yeterli sayıda 'fotino' gibi egzotik WIMP'lerin bulunması gerektiği öne sürüldü. Bu parçacıkların var olduklarının hiçbir garantisi olmaması bir problem oluşturmaktadır. Bu belirsizliği göz önüne almazsak, büyük patlama teorisi, gerçekten var ve evrenin yaşı süresince kararlı olmaları koşuluyla bu parçacıkların yo-

ğunluklarının hesaplanmasına olanak vermektedir.

Fotininun varlığı, süpersimetri adı verilen bir teori tarafından öngörülmektedir. Bu teori -ino ekiyle gösterdiği kardeş parçacıkların varlığını öne sürerek bilinen parçacıkların sayısını iki katına çıkarmaktadır. Bu parçacıkların hemen hepsi kısa ömürlü olup, sıcaklığın kısaca SUSY adı verilen süpersimetrinin karakteristik enerji ölçeğinden büyük olduğu evrenin ilk dönemlerinde sayıları çok fazlaydı. Evren soğurken süpersimetri kırılmıştır. Bununla ilgili enerji ölçeği teoriden bilinmiyor ama parçacık deneyleriyle ters düşmemek için 100 GeV değerinden büyük olmak zorundadır. Günümüzün . düşük enerjili evreninde en hafif süpersimetri parçacığının hâlâ yaşıyor olması gerekir. Ters spine sahip olması anlamında fotonun eşi olduğundan fotino adını almıştır. Kütle sinin protonun kütle sinin 10-100 katı olması beklenmektedir. Fotino yüksüz olup maddeyle çok zayıf bir biçimde etkileşmektedir.

Nükleer etkileşmelerin gücünü ölçen CERN deneylerinde süpersimetriyi destekleyen, güçlü kanıtlar bulundu. Yeterince yüksek enerjilerde, her ne kadar böyle yapacaklarına dair bir garanti yoksa da, zayıf ve güçlü nükleer kuvvetlerin güçlerinin aynı enerjiye yakınsaması beklenir. Bunların yüksek enerjide yakınsaması, evrenin ilk anlarında çökmesi şişmeye yol açan temel kuvvetlerin büyük birleşmesinin tezidir. Bu enerji yaklaşık 10^{15} GeV doğrudan deneyle ulaşılabilir değer çok üzerinde olmasına karşın, yakınsama eğilimi oldukça belirgindir. Yalnızca eğer yüksek enerji dünyası süpersimetri tarafından tanımlanıyorsa, bu iki temel kuvvet, tek bir enerjide birbirlerinden ayırt edilemez olur. Bu nedenle, yalnızca süpersimetri ile büyük birleşmenin kaçınılmaz olduğu bir durum yaratılabilir.

Fotininun etkileşmelerinin zayıflığına rağmen, bu parçacığı araştırmak üzere pek çok deney tasarlanmaktadır. Bu deneyler dört türdür. Birincisinde, parçacığın varlığını kanıtlamak için parçacık hızlandırıcıları denilen atom parçalayıcı makineler kullanılır. Bu makinelerdeki yüksek enerjili çarpışmalar sırasında çevreye, aralarında parçacık ve karşı parçacıkların bulunduğu yüksek enerjili hadronlar saçılır. Momentum korunduğundan, hadron fişkırmaları, çarpışma yönüne dik ve birbirine ters olan iki yönde gözlenir. Her ne kadar zayıf bir biçimde etkileşen fotino gözlenemez ise de momentum taşıdığından, ters yönde bir fişkıрма ile dengelenmek zorundadır. Bu nedenle ,tek yönlü bir fişkıрма, bir süpersimetri parçacığının varlığına bir kanıt oluşturacaktır. Başka bir tür deneyde, duyarlı laboratuvar araçları, doğrudan doğruya Güneş galaksi çevresinde

dönerken Dünya ya da Güneş'in galaksi halosunu kapattığı durumlarda halodaki fotinoları gözlemeye çalışmaktadır. Güneş tarafından tutulan fotinolar aslında Güneş'in çekirdeğinde yok edilirler. Bunların ürettiği ısı hafifçe, belki de hissedilir bir biçimde Güneş'in evrimini etkileyecektir. Fotino yok oluşları sırasında ortaya yan ürün olarak Güneş'in çekirdeğindeki termonükleer füzyon sırasında üretilenden farklı, yüksek enerjili nötrinolar çıkacaktır. Bu yüksek enerjili nötrinolar ve yeryüzündeki fotino etkileşimleri sırasında üretilen nötrinolar, yer altında Güneş ve süpernova kaynaklı nötrinoları araştıran dedektörler tarafından saptanabilir.

Halodaki fotino etkileşimleri birbirinden çok farklı yöntemlerle araştırılmaktadır. Uzayda yörüngeye ya da balonlara yerleştirilen teleskoplar, yerkürenin soğurucu atmosferinin üzerinde, haloda fotino etkileşimleri sonucu ortaya çıkan kozmik ışın karşı protonu ve pozitronu gibi parçacıkları araştırmaktadırlar. Bununla birlikte ağır yıldızlararası atomlarla etkileşen kozmik ışın protonları da göreceli olarak düşük enerjili karşı proton ve pozitronlar üretirler. Bu iki olayı birbirinden ayırmanın bir yolunun olması gerekir. Doğaldır ki yalnız bir karşı çekirdeğin, hatta karşı helyumun, saptanması olağanüstü bir keşif olacak ve karşı yıldızların hatta karşı galaksilerin varlığını gündeme getirecektir. Henüz böyle parçacıkların saptanmadığını söylemeye gerek yok. Benzer bir strateji de fotino etkileşimlerinin bir başka kalıntısını araştırmaktır. Bunlar fotonlardır, özellikle halodaki fotinoların yok olmaları sonucunda üretilen gamma ışın fotonları.

Eğer karanlık maddenin bolluğu evrenin ortalama yoğunluğuna büyük bir katkı yapacak ölçüde yüksekse önemli kütle çekimsel sonuçları olacaktır. Hafif nötrinolar olsun, ağır fotinolar olsun, kütleli parçacıklar kaçınılmaz olarak evrenin ilk dönemlerindeki evrimi ve yapısı hakkında önemli rol oynarlar.

4.6 Wimplerin Saptanması

Zayıf etkileşimli yüksek kütleli parçacıklar olarak da bilinen CDM parçacıklarını deneysel yollarla saptamak amacıyla birtakım girişimler olmuştur. Şayet WIMP yıldızlarda mevcutsa, bu yıldızlar WIMP içermeyen yıldızlardan daha sonra ana kol grubunu terkedip kırmızı dev haline gelirler. Küresel kümeler bu yüzden WIMP içermeyenlere nazaran daha genç gözükürler. WIMP galaksi etrafında, küresel kümelerin, küçük yıldız gruplarının veya son ikisinin etrafında bir halo oluşturabilir.

Şayet WIMP'ler galaksinin görünür diskinden daha geniş bir küresel haloyu dolduracaklarsa parçacıkların hızları galaksinin kaçış hızından daha düşük olmalıdır. Samanyolu'nun en hızlı yıldızı (sürekli bir üye olduğu varsayılarak) 430km/s hızla hareket eder, ve böylece $V_{\text{kaçış}}$ en az 430 ve en fazla 600 km/s olmalıdır. Küresel bir galaksi için, WIMP hızı küme içinde $V_{\text{kaçış}}$ 'tan az olmak zorundadır. Bir galaksi veya küresel küme halosunun $1/r^2$ ($\rho = \rho_0(r_0/r)^2$) ile orantılı olduğu varsayılırsa ki bu değişebilir; (veya $\rho = \rho_0/(1+r^2/a^2)$) bu durumda kenarlara yakın yıldızlar merkezdekilere nazaran daha az WIMP toplarlar. Yüksek kütleli yıldızlar (O,B,A) sadece 10^7 yıl yaşarlar bu da çok fazla miktarda WIMP toplamaya yetmemektedir. Daha az kütleli yıldızlar (K,M) daha uzun ömürlüdürler, ancak kütlelerinin azlığı yüzünden az WIMP toplayabilirler. F ve G tipi yıldızlar ise WIMP yakalama konusunda en iyi olan adaylardır.

Güneşteki WIMP'lerin varlığının güneşten neşredilen nötrinoları sayacak bir deneyin sonuçlarında görülebileceği ortaya atılmıştır, bu deney şu şekildedir: Kozmik ışınları geçirmemesi için Güney Dakota'daki Homestake Altın Madeni'nde yer altına yerleştirilen C_2Cl_4 dolu bir tank, $^{37}Cl + n_e \rightarrow ^{37}Ar + e^-$ ^{37}Cl 'ye yıkınım yapma (bu yıkınım tespit edilip kaydedilmiştir) denklemine uygunluk gösterecek şekilde güneşten neşredilen elektron nötrinoları yakalayıp saptamaktadır. Bununla beraber, deneyde beklenenden daha az güneş nötrino akımı saptamıştır.

WIMP'lerin güneş de dahil olmak üzere yıldızlardaki varlıkları muhtemelen bir yetersizliğe neden olabilir. Yıldızların iç kısımlarındaki WIMP'ler çarpışmalar arasında fotonlarınkine nazaran daha fazla mesafe katedebilirler. Merkez sıcaklığının düşmesine neden olacak bir şekilde merkezden uzağa enerji taşırlar ve bunun sonucunda daha az 8B üretimi gerçekleşir. (Nötrinolar 7Be ve 8B bozunumunu içeren tepkimelerde üretilirler, ancak bunlar genelde kloru yükseltmeyecek yeterli enerjiye sahip değildirler.) Şayet WIMP'ler $5GeV/c^2$ 'lik bir kütleyle sahip olsalardı (yaklaşık 5 proton), beklenen nötrino akımı yaklaşık Homestake'de saptanan değere eşit olurdu.

Elde edilen düşük akımlar gözlemi açıklayacak diğer öneriler de olmuştur. Birtakım elektron nötrinolarının dünyaya ulaşmadan evvel τ^- ve μ^- 'ya dönüşmüş

olmaları muhtemeldir. Homestake deneyi sadece elektron nötrino akımını ölçmektedir toplam akımı değil. Ayrıca, Hopkins Üniversitesi'nin Ralph McNutt son zamanlarda nötrino sayısının yıldızın manyetik alanına bağlı olan yıldız rüzgarı şiddetine bağlı olduğunu incelemelerinde fark ettiğini belirtmiştir. Nötrinoların manyetizmaya sahip oldukları varsayıldığında (bu henüz doğrulanmamıştır), yıldızın manyetik alanı bazı nötrinoların manyetik polaritesini bunların yıldızın konvektif katmanlarından geçişlerinde değiştirmiş ve Homestake deneyi esnasında saptanmalarına engel olmuş olabilir.

Dünyada üzerinde yapılarak WIMP'leri doğrudan ölçecek deneylere yönelik öneriler mevcuttur. Bunun yanı sıra, şayet evrendeki tüm karanlık maddeler baryonik olursa, ve hiçbir baryonik madde içremezse bu deneylerde saptanacak birşey olamaz. Yıldız civarında, saklı maddenin ortalama yoğunluğu Oort kanununa göre $0.04M_{\odot}/pc^3$, veya $3.4 \times 10^{-18} \text{ kg/m}^3$ 'den fazla değildir. Şayet küresel bir halo oluşturuyorlarsa WIMP'lerin değeri yaklaşık $6 \times 10^{-22} \text{ kg/m}^3$ 'lük, bu $4 \times 10^{-21} \text{ kg/m}^3$ kadar yüksek olabilmektedir, bir yerel WIMP yoğunluğu meydana getirirler.

Bazı dedektörler WIMP'lerin bazı atomların çekirdekleriyle çarpışarak veya etkileşerek çekirdeğin geri tepmesine neden olacağı ve böylelikle bu durumun saptanabileceği düşüncesi üzerine kuruludur. Şayet WIMP'ler varsa ve yaklaşık $1 \text{ GeV}/c^2$ 'lik bir kütleyle sahipse çekirdek ile yapacakları çarpışmadan 1 keV 'a ulaşabilen enerji transferine sebep olabilirler. WIMP ve SUSY parçacıklarını tesbit etmeye yönelik tüm dünya çapındaki diğer deneylerde (mevcut olan veya kurulma aşamasındaki) kullanılan dedektörler, UK ile Boury'de GaAs dedektörü ve Gran Saso ile İtalya'da sıvı Xe dedektörleridir.

WIMP'lerin diğer bir dedektörü yarı iletkenleri kullanmaktadır, bu materyaller belli bir kritik sıcaklığın altında hiçbir direnç göstermezler ve uzun zaman boyunca üzerlerinden akım geçebilmektedir. Bu dedektörler materyalin sıcaklığını T kritiğinin biraz altında tutar. WIMP'lerin materyalle etkileşimi sıcaklığın bir dT miktarı kadar artmasına neden olup bu sıcaklığı T kritiğinin üzerine çıkarır. Bu esnada akım durur. Bu dedektörün, bu gibi olayın yeterince olabilmesi ve bunların tesbitini sağlayabilmesi için

büyük bir miktarda süper iletken elemente sahip olması gerekir. Yarı iletkendeki T sıcaklığında tutulan WIMP'lerin dE enerjisi aktarmaları esnasında sıcaklıkta meydana gelen ufak değişiklik $dT/T = A [(dE/keV)/(T^{\circ}K)^4]$ denklemiyle elde edilmektedir, burada 1 cm^3 silikon süperiletkenleri için $A = 3 \times 10^{-5}$ 'dir. Tipik olarak dE 10 keV civarında olmalıdır, ve bu dE ve $T = 0.1 \text{ }^{\circ}K$ için, $dT/T = 3 \times 10^{-5}$.

Dedektörler $dT/T = 1 \times 10^{-5}$ 'deki sıcaklık değişimini saptayacak yeterliliğe yüksek bir potansiyele sahiptirler. Bu dedektörler genelde ağır, baryonik olmayan (CDM) parçacıklar için (kütle $> 2 \text{ GeV}/c^2$) uygundur. 1990 yılında, germanyum kristallerinin çekirdek bozunum formlarını araştıran fizikçi David Caldwell dedektörünün bir WIMP dedektörü olabilecek kadar hassas yapıda olduğunu farketti: Bu dedektör kütlesi $15 \text{ GeV}/c^2$ 'den daha büyük WIMP'lerin proton ile çarpışmasından sonra etrafta dolaşan proton tarafından yerleri değiştirilen elektronları kaydedecek kadar hassastı. Ancak böyle bir olay kaydedilmedi bu da WIMP'lerin kütlesi üzerine $15 \text{ GeV}/c^2$ 'lik bir üst sınırın olması gerektiğini şart koşmaktadır.

Nötrinolarla gelince, güneş nötrinolarının tesbit çalışmalarında kaydedilebilecek ilerlemeler dünya çapında kullanılan eski dedektörlerin geliştirilmelerine veya yeni dedektörlerin keşiflerine bağlıdır. Bu D_2O 'yu kullanan Kanada Ontario'daki Sudbury Nötrino Gözlemevi, İtalya Gran Sasso'daki Borexino deneyini; ve Japonya'daki (orjinal Kamioka dedektörünün bir iyileştirmesi) Süper-Kamiokande Deneyini kapsamaktadır. Ayrıca İtalya Gran Sasso'da protonların kaonlara bozunumu sonucu ($p \rightarrow K^+ + \text{anti-}n_u$) ortaya çıkan düşük enerji nötrinolarını araştırmak için sıvı argon kullanan ICARUS dedektörü vardır.

4.7 Kuantum Akışkanı Olan ,Baryonik Olmayan Madde

Baryonik olmayan madde bir görüşe göre münferit galaksi oluşumunda kritik bir rol oynamaktadır. Kore'li fiziçi Chu H. Lee ve Sang J. Sin eliptik galaksilerdeki yıldız oluşumunu açıklayan yeni bir mekanizma ortaya attılar. Bu mekanizma kuantum akışkanı gibi davranan baryonik olmayan karanlık maddenin varlığını içermektedir. Bozonlardan oluşan bir sistem bir kuantum alanı haline gelmektedir. Verilen bir kütle

yoğunluğu için dalga fonksiyonları şayet $h/mc \geq (\rho_0/m)^{1/3}$ denklemini sağarlarsa bu dalga fonksiyonları birbirleri üzerine düşerler. Galaksideki karanlık maddenin kütle yoğunluğu, $\rho_0 = 10^{-25} \text{ g/cm}^3 = 10^{-7} \text{ eV}^4$ ve $m \leq 5 \times 10^{-2} \text{ eV}/c^2$ değerlerine eşittir. Herhangi bir kuantum akışkanında bir dönme (açısal momentum) yoktur; ancak buna karşın ön-galaksiler tedirginlik etkilerinden dolayı birtakım açısal momentumlara sahip olmak zorundadırlar. Ön-galaksilerdeki tüm açısal momentumlar kuantum vortikslerinin (açısal momentumun, enerjinin, ve çevrim derecesinin korunduğu özel noktalar etrafındaki döngüler) belli sayıları formunda olabilirler.

Baryonik olmayan madde ile oluşan galaksilerin modeli (görünen madde ile etkileşmeyen hafif bozon), şu şekilde açıklanabilir: önce, baryon ve karanlık maddeden meydana gelen bir karışım yüksek-yoğun bölgede yıkıma uğrar. Daha sonra, karışımdaki karanlık madde kuantum alanı halinde yoğunlaşır. Ön-galaksiler arasındaki tedirginlikler vortikslerin oluşmasına neden olur. Vortiks çekirdekleri düşük yoğunluklu bölge, vortiksler arası bölge (dış bölge) yüksek yoğun bölgelerdir. Vortiksler, baryonik madde ile etkileşmediklerinden, galaksi merkezi etrafında hareket etmezler. Baryonik madde vortikslerin oluşturduğu potansiyel kuyularına galaksi merkezi etrafındaki açısal hızlarını kaybederek düşerler. Vortikslerde bu materyaller hızlı yıldız oluşumu olur.

Toplam açısal hız yıldız oluşumunun ne kadar verimli olacağını belirler. Lee ve Sin yüksek-yoğun inter-vortiks (dış bölge) bölgelerinin galaktik merkezden dışa doğru gidildikçe büyüdüğünü söylemektedirler. O halde kenarlara doğru gidildikçe, bu bölgeler baryonik maddeyi yakalayacak kadar güçlü ve küçük olmazlar. Bu yüzden, galakside küçük miktarda bir toplam açısal momentum varsa, hızlı yıldız oluşumu sadece galaksi merkezinde gerçekleşir (spiral galaksi oluşmasına neden olarak). Şayet ön galaksiler arasında güçlü tedirginlik etkileşmeleri varsa bu büyük açısal momentumlara neden olur. Galaksinin genelinde kuantum vortiksleri baryonik maddeyi yakalayacak kadar güçlü olurlar, ve böylece galaksi genelinde hızlı yıldız oluşumu gerçekleşir bu da sonuçta eliptik galaksiyi meydana getirir.

Genç eliptik galaksiler aynı yaştaki spiral akranlarına göre daha yüksek yıldız oluşum oranına sahiptirler. Bugün, eliptikler bize daha kırmızı görünürler, çünkü genelde oluşumlarını milyarlarca yıl önce gerçekleştirmiş yaşlı K ve M yıldızları barındırırlar. Spiraller ise buna karşın bugün hala yıldız oluşumu gerçekleştirmektedirler. Bunlar daha mavidirler, çünkü yıldız oluşumu spiral galaksilerde yaklaşık 10 milyar yıldan beri gerçekleşmekte ve bu galaksiler genellikle O ve B tipi yıldızlar içermektedirler. Sonuç olarak görünen genç eliptikler galaksiler spiral galaksilere oranla daha az açısal momentuma sahiptirler, çünkü açısal hızlarının çoğunu vortikslerdeki karanlık maddeye yıldız oluşumunu gerçekleştirmesi için aktarmışlardır.

4.8 Nötrinolar

Nötrino hernekadar kütesiz olsa da bir HDM örneğidir ve karanlık madde için mükemmel bir adaydır. Bugünkü bilgilerimiz ışığında üç lepton ailesi ve buna bağlı olarak üç nötrino ailesi vardır: n_e -'li elektron (yukarı ve aşağı kuark ve anti-kuarklarla ilgilidir), aynı zamanda bunların anti parçacıkları, pozitron ve anti- n_e ; muon, n_μ 'lü (ilginç ve kozmik kuarklar) ve bunların anti parçacıkları; ve son olarak ilgili nötrino n_τ ile ilişkili tau parçacığı (üst ve alt kuarklar) ve bunların tam anti parçacıkları. Kütleleri ve ömürleri Tablo 1'de verilmiştir.

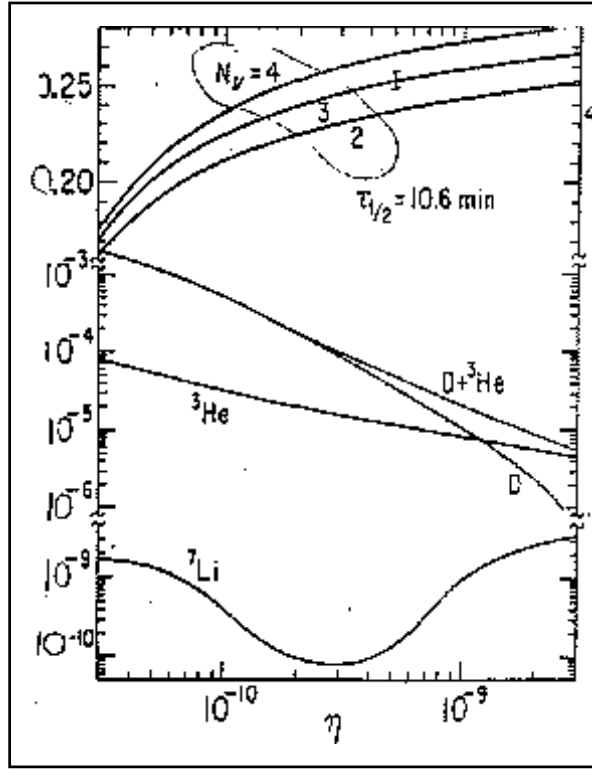
Normal madde ile etkileşimleri çok zayıf olduğundan (nerdeyse sıfır) ömürlerini saptamak çok zordur. Başlangıçta, nötrinoların tam olarak sıfıra eşit kütleleri olduğu düşünülmüştü. Bugün, nötrinoların sıfır olmayan kütlelerinin olduğu genel olarak kabul görmektedir, ancak bu kütlelerin tam olarak değerini belirlemek zordur. Deneyle nötrinoların kütleleri için bir üst sınır koyabilir. Tau nötrino'nun kütlesi, deneyle saptandığına göre çok yüksektir. Böyle yüksek bir kütle, nötrinoların miktar yoğunluğu verildiğinde, $\Omega \gg 1$ 'e neden olmaktadır, bu da tamamen-kapalı bir evren anlamına gelir. Tau nötrinonun diğer ikisi ile karşılaştırılabilir bir kütleyle sahip olduğu genelde kabul edilir, bu yaklaşık $10^{-4}m_e$ civarındadır. Şu an $10^8 n_e/m^3$ 'ün var olduğu bilinmektedir. Şayet nötrinolar deneysel üst sınıra yakın kütleyle sahip olurlarsa, evrenin kütesine önemli bir katkıda bulunurlar. ($\Omega_{\text{ntno}} = (m_{\text{ntno}}/93\text{eV}/c^2)/h^2$)

Partikül	Kütle (MeV/c^2)	Yaşam süresi
e^-	0.511	$>2 \times 10^{22}$ yıl
ν_{e^-}	$<1.8 \times 10^{-5}$	$>300m_{ne}c^2/eV$
μ^-	105.66	2.2×10^{-6} sn
ν_{μ}	<0.25	$>1.1 \times 10^5 m_{n\mu}c^2/eV$
t^-	1784.2	3.04×10^{-13} sn
ν_{t^-}	<35	?

Tablo 1

Daha öncede belirtildiği üzere, günümüzde leptonların üç ailesi ve buna bağlı olarak üç çeşit nötrino (artı anti nötrinolar) vardır. Şayet leptonların daha başka aileleri varsa ve saptanmamış nötrinolar mevcutsa, bu yeni parçacıklar baryonik olmayan karanlık maddeyi oluşturabilirler. 1989 yılında, Stanford Lineer Hızlandırıcı Merkezindeki ve Cenevre yakınlarındaki CERN'de bulunan LEP parçacık çarpıştırıcısındaki fizikçiler Z parçalarının kalıntılarını incelediler. Çünkü bunlar nötrinolar, antinötrinolar ve diğer parçalara da çekirdek yıkımı tepkimesiyle dönüşebilen parçacıklardır. Z , Z'nin kütesinin yarısından az olan herhangi bir n'ler veya anti n'lere yıkımla dönüşebilir. Başka nötrinoların varlığı Z parçacığının yıkımla dönüşüm yollarının artması anlamına gelmektedir bu durumda Z parçacığının ömrü daha da azalır. Her ki araştırma grubu da sonuç olarak sadece üç tip n'ler ve anti-n'ler olduğu kanısına varmıştır.

Nötrinoların sınıflarının miktarı Ω 'ye yapılan katkıyı açıklamanın yanı sıra Büyük Patlama Nükleosentezi için de önemlidir. Çünkü tepkime oranlarını etkileyen parametrelerin çoğu bugün mevcut olan türlerin toplam sayısına bağlıdır. Dört ya da beş nötrino olsaydı, helyum miktarı %25'den daha fazla olurdu. (11. ve 13. şekillere bakınız. Eğer dört nötrino olsaydı, helyum miktarı %27 civarında olurdu: eğer sadece iki tip nötrino olsaydı, bu miktar %22-24 civarında olurdu.) Hesaplanan ilk helyum miktarı sadece üç tip nötrinonun olduğunu nötrinoların Ω 'ye yaptıkları katkıya bir sınırlama getirerek ileri sürmektedir.



Şekil 13

4.9 Susy Parçacıkları

Diğer baryonik olmayan karanlık madde adayları SUSY parçacıklarıdır. Çok önceleri evrenin Süper-Simetri (SUSY) zamanlarında (Plank zamanından önce, 10^{-43}

saniye, veya $T > 10^{19}\text{GeV}$), doğanın dört gücü birleşmiş ve birbirlerinden ayırt edilemeyecek haldeydi. Fermionlar ve bozonlar bu devrede birbirlerinden ayırt edilemiyordu ve birbirlerine dönüşebilmekteydiler. Her parçacık aralarında $\hbar/2$ spin farkı olan kuramsal bir SUSY ortağa sahipti. Fermionlarla alakalı parçacıklar fermiyon isminin başına “s” eklenerek isimlendirilmektedir: elektronların SUSY ortağı selectron’dur ayrıca, snötrino ve skuark da mevcuttur. Bozonlara gelince, ilgili SUSY ortağı ismin sonuna gelen “ino” ile elde edilir; gravitino, photino, gluino, higgsino v.b. W ve Z parçacıklarının Wino ve Zino olarak bilinen kuramsal SUSY ortakları vardır. SUSY sadece bir teoridir, ve şu ana kadar bunları açıkça kanıtlayan herhangi bir deneysel bulgu yoktur. Bunun yanı sıra, bu parçacıklar, şayet sıfırdan farklı bir kütleleri varsa (parçacık çarpıştırıcılarında şu ana kadar hiçbir SUSY parçacığına rastlanmaması en hafif SUSY parçacığının en az $15\text{GeV}/c^2$ olduğunu işaret etmektedir.) Şayet bunlar günümüze ulaşacak kadar karalı bir yapıdaysalar ve gerçekten varsalar, evrenin kütle yoğunluğuna katkıda bulunabilirler ve aynı zamanda da karanlık madde adayı olabilirler. Örneğin, kuramsal photino, fotonun karşıt maddesi, $1-100 m_{\text{proton}}$ ’luk bir kütle ve $\hbar/2$ ’lik bir spine sahiptir. Bu en hafif SUSY parçacığıdır ve başka herhangi birşeye dönüşemez, ve şayet tek başına bırakılırsa sonsuz bir ömrü olması gerekir. Böylece, SUSY döneminde oluşan herhangi bir photinos bugün hala var olmalıdır ve Ω_0 ’ya katkısı olmalıdır; sözkonusu bu photino baryonik olmayan bir karanlık maddedir.

4.10 Aksiyonlar

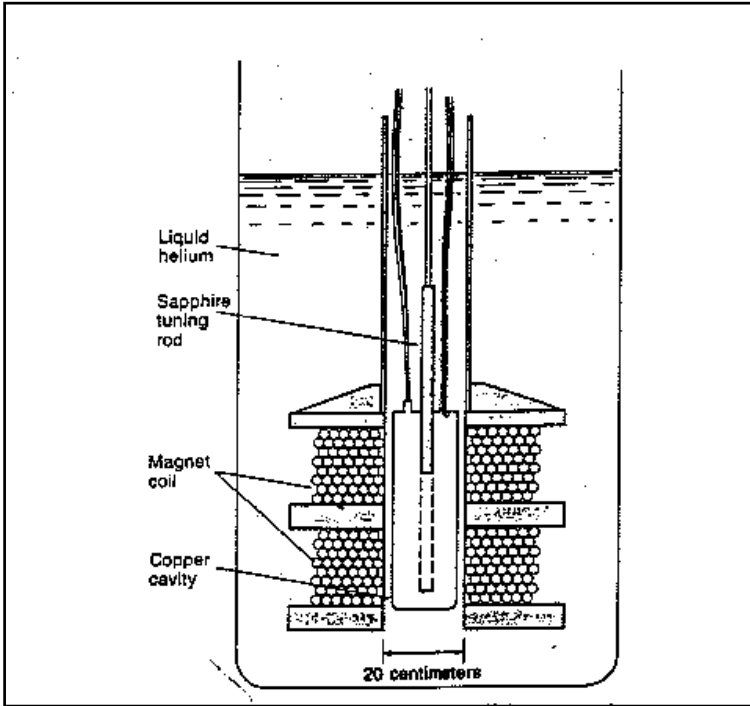
Aksiyonlar son derece hafif kuramsal parçacıklardır ve baryonik olmayan karanlık madde için önemli bir adaydırlar. Teksas Üniversitesinden Steven Weinberg tarafından, 1978 ve Princeton’dan Frank Wilczek tarafından ayrı ayrı ortaya atılmışlardır. Aksiyonlar CP değişmezliğinin bir ihlali esnasında, evrenin ilk zamanlarında üretildiler. Değişmezliğin üç tipi fiziğin kurallarına uyar: yük sabitliği (C), yani toplam yükün korunumu; belli bir S sistemi için gerekli olan kuralların orijinden konumsal açıdan yansıyan S sistemi için de geçerli olduğunu söyleyen Parite Değişmezliği (P); ve sistemin kurallarını, sistem ileriye veya geriye doğru işlerken koruyan zaman değişmezliği (T).

Fiziğin kuralları CPT değişmezliği ile yönetilir. (Üçü de aynı anda işler.) Ancak P değişmezliğinin ve CP değişmezliğinin ihlalleri söz konusu olmaktadır. Evrenin en ilk zamanlarında, simetriten bazı noktalarda kırılmaya başlayarak CP değişmezliğini ihlal etti. Bu CP değişmezliğinin ihlaline geniş çapta bir aksiyon üretimi eşlik etti. Bu üretilen aksiyon sayısı muhtemelen üretilen nötrinoların sayısından bile çok daha fazlaydı.

Aksiyon etkileşimi normal zayıf bir etkileşimden 10^{12} kez daha azdır. Şayet bu durum daha güçlü olsaydı, aksiyonlar yıldızlarda üretilip neşredilirlerdi bu da yıldızların ömürlerini gözlenenden daha da kısaltırdı. Tipik kütle: $10^{-6} \text{eV}/c^2$ kadar azdır ve GUTs (Büyük Birleşik teori – güçlü, elektromanyetik & zayıf güçler evrenin ilk zamanlarında birbirlerinden ayırt edilemezlerdi) bunların kütlelerinin $10^{-9} m_e$ olmalarını gerektirmektedir. Şayet aksiyonlar varsa, uzayın $10^8/\text{cm}^3$ 'ü kadar olurlardı ve kendi düşük kütlelerine rağmen karanlık madde kütesinin ciddi bir kısmını teşkil ederlerdi. Düşük hızları, düşük kütlelerine karşın, normal madde ile etkileşimleri, ilk zamanlardan beri karanlık madde formları oluşturmaları konusunda bunlara büyük bir potansiyel destek vermiştir.

Aksiyonların sıradan madde ile etkileşimleri çok zayıf olduğundan şimdiye dek saptanamadılar. Aksiyonları saptamaya yönelik bir teori, deney sisteminin dışında oluşturulacak bir manyetik alan altında, aksiyonların sıradan fotonlara (ışığa) dönüşeceğini ileri sürmektedir. Bunun yanı sıra, aksiyonların son derece düşük olan kütleleri ancak düşük enerjili fotonlar oluşturabilmektedir. Aksiyonların fotonlara dönüşmesi prensibiyle çalışacak olan bir dedektör, bu fotonların saptanabilir bir düzeye kadar birikmesini beklemek zorundadır. Bu dedektör ayrıca geniş bir frekans menziline sahip olmalıdır. Çünkü aksiyonların kütlelerinde büyük belirsizlikler mevcuttur. Tipik bir kütleyle sahip aksiyon, (yukarıdaki kütle kastediliyor) mikrodalga fotonu oluşturur. Bu fotonları dolaysız olarak ölçecek birkaç deney yapıldıysa da bu deneylerde kullanılan dedektörler herhangi bir şey saptayacak hassasiyete sahip olmadıklarından herhangi bir sonuca ulaşılamadı. Aksiyon tespiti konusundaki gelişmeler daha duyarlı aletlerin icadı konusunda atılacak adımlara bağlıdır. Aksiyonların bir dış manyetik alanda mikrodalga fotonlara dönüşeceği prensibine dayalı benzer bir deney düzeneği

1983 yılında Florida Üniversitesi'nden Pierre Sikivie tarafından ortaya atıldı. Bu deneyde kullanılan dedektör yaklaşık olarak mutlak sıfır sıcaklığına (bu sıcaklıkta bakır atomlarının yaydığı ısı titreşimleri aksiyonların çok düşük olan mikrodalga sinyallerini deforme etmeyecekti) kadar soğutulmuş bir bakır oyuğa uygulanan çok güçlü bir manyetik alandan oluşmaktaydı ve deney esnasında bu bakır oyuk bir mikrodalga setine (mikrodalga yayan bir alet) dönüştü. Oyuğun içindeki aksiyonlar mikrodalga fotonlarına dönüştürülmüştü, şayet dönüşümden önceki aksiyonların mikrodalga frekans fotonu bakır oyuğun mikrodalga-frekans salınımlarına denk olsaydı bu oyuğun salınımlarında bir fazla enerji miktarı olarak ortaya çıkardı. Genleşme oluşur ve bu da fazla enerjiye neden olurdu. (şekil 14'e bakınız)



Şekil 14: Aksiyon Dedektörü

Rochester Üniversitesi, Fermilab ve Brookhaven'lı bilimadamları tarafından inşa edilen aksiyon dedektörünün kesiti. Bakır oyuk içinde bozunuma uğrayan aksiyonlar bu oyuğun mikradalga frekansında çınlamasına neden olurlar; buradaki püf nokta bu zayıf salınımları tespit edebilmektedir.

1987 yılında bu dedektör yapıp test edildi, ancak salınımlardaki fazla enerjiyi tesbit edecek kadar hassas çıkmadı, bu yüzden aksiyonların varlığını anlayacak kadar duyarlı olamadı. Daha sonraları hala kullanılmakta olan daha büyük ve daha duyarlı bir oyuk inşa edildi. Ama hiçbir aksiyon şu ana kadar doğrudan tesbit edilmedi.

Aksiyonlar iki çeşit fotona bozunmaktadırlar ve aksiyonlar ne kadar ağır olurlarsa o kadar çabuk bozunmaktadırlar. Bu bilgiler ışığında, şayet aksiyonlar bir galaksinin halosunu oluşturmuş olsalardı bugün $2\text{eV}/c^2$ 'den fazla kütleyle sahip olan aksiyonların neden olacağı açık kızıl halolar gözlemlenirdi. Bu kızılık var olmuş olsaydı bile şu anki teknolojinin saptayamayacağı kadar zayıf olmalıydı, buna rağmen bu kızılığın var olmayışı aksiyonların kütlelerinin $2\text{eV}/c^2$ 'den daha düşük olmasını gerektirmektedir ve daha öncede bahsedildiği üzere bu aynen böyledir. $\Omega_0=1$ eşitliğini sağlayan, parçacık kütlesi yaklaşık $1\text{GeV}/c^2$ olan soğuk karanlık madde CDM ve parçacık kütlesi $10\text{-}100\text{GeV}/c^2$ olan sıcak karanlık madde HDM şeklinde mevcut kütleler vardır.

5. YAPI OLUŞUMU

Görünür baryonik yapılar sadece ışınım yolu ile baryonik maddenin çiftlerinden ayrılmasından sonra meydana gelirler (yaklaşık $z = 1000$). Çiftlerden ayrılmadan önce, baryonlar ışınım alanı boyunca kütle çekime bağlı olarak daralamazlar. Bunun yanı sıra, yapı oluşumu sadece baryonik maddelerle belirlenemez; baryonik olmayan karanlık madde de kritik bir rol oynar.

CDM ve HDM arasındaki kilit fark yapı oluşumunda oynadıkları roldür. Yapı oluşumu hakkında yapıyı oluşturan egemen maddeden yola çıkılarak tasarlanan genel iki karşıt görüş vardır. HDM egemenliği parçalanma metoduna neden olur, bu görüşte önce kümelerin ebatları sonra da galaksilerin oluştuğu iddia edilir. CDM egemenliği hiyerarşik kümelenme metodunu zorunlu kılar, yani bu yapı oluşumunda önce galaksiler oluşur, sonra bu galaksiler kümelenecek galaksi gruplarını oluştururlar; sonra da bu grupların biraraya gelmesiyle zayıf kümeler ardından zengin kümeler ve nihayetinde de süper kümeler oluşur. Başlıca soru şudur: önce galaksiler mi yoksa kümeler mi oluştu? Açıkça söylemek gerekirse, kümeler daha genç, daha kararsız yapıda ve galaksilere nazaran daha düzensiz şekillidirler. Henüz kümelerin gevşeyip daha kararlı sistemler haline gelmeleri için gerekli olan zaman geçmemiştir. İlk oluşan nesnenin (galaksi ya da küme) hangisi olduğunu belirleyebilecek cevap aynı zamanda yapı oluşumunun da hangisi olduğunu açığa kavuşturacaktır.

HDM parçacıklarının hızları c (ışık hızı)'ye yakın olduğundan, kütle çekim kuvveti bunları, hızları rölativistik seviyenin altına düşmediği müddetçe etkilememektedir. Yoğunlukdaki en küçük dalgalanma nötrino serbest akımı tarafından silinme eğilimi göstermektedir (parçacıkların hızları öyle yüksektir ki en küçük yoğunluk motifi anında kaybolur). Sonuç olarak, şayet HDM egemen olacak olursa, bu durumda küçük çaptaki değişiklikler silinecek ve geniş çaptaki değişiklikler kalıcı olacaktır. Uzunluk ölçeği (söz konusu çapın) $L = (13/Wh^2)Mpc = 41(m_{\text{nrino}}/30eV/c^2)Mpc$ olarak verilmektedir. (Bu kritik dalgaboyundan daha az olan dalgalanmalar serbest akım ile bastırılırlar). Kritik kütle galaksi kümesi kütlelerine eşittir

ve ilk nesnelere geniş ölçekli yapılardır. Yani önce küme-ebatlı yapılar oluşmuş, sonra bu yapılar yıkıma uğrayarak yaygın bir şekilde dönüşmüş, bunlar daha da sonra galaksileri oluşturmuşlardır. Bu durumda köpük ve boşluk duvarları içerisine yoğunlaşmış galaksiler elde edilmektedir ki gözlemlediğimiz geniş ölçekli yapı bu şekildedir (megaparsekler mertebesindeki genişlik ölçeği).

Önce maddenin baskın biçiminin baryonlar olduğu bir evreni göz önüne alalım. Böyle bir durumda yoğunluk dalgalanmalarının tümü, evrenin bu düşman görünümü, sıcak ortamında varlıklarını sürdüremezler. Aslında evrende ışınımın baskın olduğu ilk 10 000 yıl boyunca dalgalanmalar hiç büyümemiştir. O dönemde, dalgalanmalar birbirine karışmış durumdaki madde ve ışınımın her ikisini de içermekteydi; böyle dalgalanmalara , yalnızca maddenin düzgün dağılmış olmadığı izotermal dalgalanmaların tersine, adiyabatik dalgalanmalar adı verilir.

Işınımı "şişelemek" çok zordur: dışarı "sızmaya" eğilim gösterir ve beraberinde maddeyi de sürükler. Madde ve ışınımı kaçarken adiyabatik dalgalanmalar da sönümlenir. Bu homojenleştirme sürecinde ortadan yokolmak için daha uzun zaman gerektiğinden yalnızca en büyük ölçekli dalgalanmalar varlıklarını sürdürebilirler. Dalgalanmalar büyüdükçe bildiğimiz baryon kökenli maddeden oluşan evrenin bu dalgalanmaları yok etme süresi de uzar. Işınım serbest elektronlardan saçıldığı sürece dalgalanmaların sönümlendirilme süreci ilk 10.000 yıldan sonrada devam eder. Ayrışma döneminde, yaklaşık 300.000 yıl sonra, evren ışınımına geçirgen hale geldiğinde ise tüm sönümlendirme süreci durur. Varlığını sürdüren dalgalandırmalar en azından kümenin kütlesi kadar yani 10^{15} kütleyle sahip olanlardır. Yalnızca kütlesi bu kadar ve daha büyük olan dalgalanmalar madde dönemine kadar varlıklarını sürdürebilirler.

Bu galaksi kümesi boyutundaki dalgalanmalar çevreden madde olarak büyür ve sonuçta çöküp parçalanarak galaksileri oluştururlar. Büyük yapıların küçük yapılardan önce geliştiği böyle senaryolar "yukarıdan aşağıya" tanımıyla nitelendirilirler. Büyük bir bulutun yassı, "pancake" biçimli bir tabaka şeklinde çöktüğü görülür. Bulutun her üç ekseninde de eş zamanlı olarak çöküp bir küre oluşturması, hatta iki ekseninde eş zamanlı olarak çöküp bir silindir oluşturması olanaksızdır. Başlangıçtaki dalgalanma tam anlamıyla simetrik olmadığı sürece-ki bu çok küçük bir olasılıktır-bir yöndeki çökme

diğer iki yöndekinden hızlı olur. Sonuç, yoğunluğu yüksek olan yassı bir "pancake" olur ki bu da sonradan galaksilerin genellikle bir düzlemde yer aldığı büyük yapıları oluşturmak üzere galaksi boyutundaki parçalara ayrılarak dağılır. Galaksi düzlemlerinin kesiştiği ve bu bölgelerde bulutların çökmesi sonucunda büyük boşlukların oluştuğu dev kümeler vardır. Büyük olasılıkla bulutların yassı biçimlerde çökmesi sonucu oluşan büyük ölçekli galaksi dağılımlarında büyük boşluklar, galaksilerden meydana gelmiş düzlemler ve ipliksi yapılar bulunur.

Böyle bir evren, kapalı olmasını sağlayabilecek kritik yoğunlukta ve baryonların üstünlüğünde olamaz. Eğer baryonlar evrenin kapalı olmasını sağlayabilecek kritik yoğunluğu sağlayabilirse, en eski nükleer sentez öngörülerinin ihlal edilmiş olacağını biliyoruz. Dahası, baryonların hakim olduğu bir evrende, ileride açıklanan nedenlerden dolayı kozmik mikrodalga fonunda da büyük dalgalanmalar olmalıdır. Bu yukarıdan-aşağıya modelini kurtarmak için baryon kökenli olmayan bir karanlık madde adayı bulmak zorundayız.

Yukarıdan-aşağıya modelinin en başarılı sürümü, yaklaşık 10 ya da 30 eV'lik küçük kütleli nötrinolar biçiminde karanlık maddenin varlığını kabul eder. Bu kütleye kolayca ulaşılır: mikrodalga fonunun sıcaklığı kullanılarak büyük patlamadan kalmış nötrinoların sayısı hesaplanabilir, bu sayı verildiğinde de evrenin kapalı olmasını sağlayacak nötrino kütlesi hesaplanabilir.

Evrende madde üstünlüğünü sağladığı zaman ışık hızında ya da ona yakın bir hızda hareket eden büyük kütleli nötrinolar bulunacaktır. Bu hızla hareket eden nötrinonun tipik enerjisi, kütlesiyle karşılaştırılabilir bir miktar olan 10 eV civarında olur. Yalnızca çok daha ağır parçacıklar daha yavaş hareket eder. Başlangıçta, yüksek hızlı nötrinolar rastgele her yöne hareket ettiklerinden bunun sonucu olarak hızlarında bir dağılım ortaya çıkar. Parçacıklar yoğunluğun fazla olduğu yerel bir bölgeden uzaklaşırken nötrinoların bütün küçük ölçekli dalgalanmaları sönmülendirmesine neden olan, işte bu hız dağılımıdır. Yalnızca en büyük dalgalanmalar, yani $10^{15} M_0$ 'nin üzerinde olanlar, sonunda ancak nötrinolar yavaşladığında duran bu sönmülendirme etkisinden varlıklarını sürdürerek çıkabilirler. Kalan küme kütleli bulutlar galaksileri oluşturmak üzere parçalanır ve yapının oluşumu için bir başka yukarıdan-aşağıya senaryosu yaratırlar.

Parçalanmayla ilgili yapı oluşumunun bir versiyonu da yıldızlararası gazı süpürerek yapı oluşumunun başlarında kabuklar meydana getiren megaparsekler genişliğinde devasal patlamaları içerir. Bu, parçalanıp bugün gördüğümüz galaksileri oluşturan küresel kabuklar, köpüklerin duvarları içerisine yoğunlaşmışlardı. Kabukların içinde, herhangi bir oluşum için hiçbir etken yoktu işte bu yüzden bugün bu boşluklar içerisinde galaksilere rastlanmamaktadır.

HDM ile kıyaslandığında CDM parçacıkları daha kütleli ve daha yavaş hareketlidirler, bu yüzden kütle çekim etkisi bunları küçük yoğunluk tedirginliklerine hapsedebilir. CDM'nin egemen olduğu senaryoda, küre şeklindeki kümeler boyutlarındaki nesnelere, CDM'nin ışımaya ve diğer parçacıklar yoluyla çiftlerinden ayrılmasından sonra oluştu. Kritik kütle yaklaşık $10^{5-6} M_{\odot}$ 'dur. Daha büyük nesnelere sırasıyla kümelenme sonucu oluşurlar böylelikle de hiyerarşik kümelenme meydana gelir.

HDM parçacıkları hızları rölativistik hızların altına düşene dek kendilerinden oluşacak yapıları kuramazlar, yani bunlar CDM parçacıklarından çok daha sonra yapı oluştururlar. Bu nedenden dolayı, galaksiler CDM egemen modelinde HDM modeline nazaran daha önce ortaya çıkar.

Yukarıdan -aşağıya senaryolarının önemli bir kusuru vardır: galaksilerin galaksi kümelerinden önce oluştuğuna ilişkin pek çok kanıt vardır. En uzak galaksilerin tümü değilse de çoğunluğu, barındırdıkları yıldızların yaş yelpazesine göre oldukça yaşlı gibi dururken, pek çok küme de yeni yeni oluşuyor gibi gözükmektedir. Değişik bir yaklaşım, küçük galaksilerin kümeleşip kaynaşarak gittikçe daha büyük kütleli sistemler oluşturduğu "aşağıdan-yukarıya" senaryosunu gündeme getirir. Küçük yapıları büyüklerden önce geldiği, gözlediğimiz evreni en iyi temsil eden işte böyle bir sıralamadır. Eğer evrende, genellikle zayıf bir biçimde etkileşen büyük kütleli parçacıklardan (WIMP'ler) oluştuğu varsayılan soğuk karanlık madde baskın ise aşağıdan-yukarıya senaryosu geçerli olabilir. Ama evren, galaksilerin oluşmasından çok önce ortaya çıkan yoğunlaşmış, baryon kökenli topaklanmalarda (MACHO'lar) meydana gelmiş olabilir. Yukarıdan-aşağıya senaryosunda olduğu gibi dalgalanmalar

büyümeye ancak evrende ışınım değil maddenin baskın olduğu, büyük patlamadan 100 000 yıl sonraki dönemde başlamışlardır. Daha sonraları ışınım serbest elektronlardan saçılmaya devam etmiş ve büyük patlamadan 300 000 yıl sonraki bir dönemde hidrojen atomları ortaya çıkıncaya kadar baryonlara sıkıca bağlı kalmıştır. Bununla birlikte, bu senaryoya göre baryonlar kütle çekimini kontrol etmezler. Soğuk karanlık madde baskındır ve kütle çekimi bir yana ışınımlarda etkileşmez. Bu nedenle dışarıya sızan ışınımın beraberinde madde taşınması sonucunda yoğunluk dalgalanmaları sönümlenmekten kurtulur. Dahası, karanlık madde soğuk olduğundan kütle çekimine karşı koyacak termal bir basınç uygulamaz ve kütle çekimsel karasızlıklar nedeniyle yoğunluk dalgalarının büyümesine direnç göstermez.

Bunun tersine, baryon ya da nötrinoların baskın olduğu evrenle ilgili bir önceki örnekte küçük dalgalanmalar, hızla hareket eden yüksek enerjili parçacıklar tarafından sönümlendirilir. Çok ağır ve fotonlarla etkileşim olasılığı çok düşük olan soğuk karanlık madde parçacıklarının tersine, "şişelenmiş" ışınımı, baryon kökenli ya da nötrino maddesinin "sıcak" olduğunu düşünebiliriz.

Son zamana kadar araçlarımız, mikrodalga fonundaki dalgalanmaları saptayamıyorlardı. Bildiğimiz tek şey eğer varsa bu dalgalanmaların, araçlarımızın algılayabileceğinden daha zayıf olmaları gerektiğiydi. Bu nedenle çok düşük bir dalgalanma genliği üst sınırimız vardı. Bu da bugün gördüğümüz yapının çok zayıf dalgalanmalardan kaynaklandığı anlamına geliyordu. Bu sınır, düşüncelerimizi galaksilerin yalnızca baryon kökenli maddeden oluştuğu modellerle sınırlamamız için yeterliydi.

Soğuk karanlık madde kozmolojileri için kuvvetli bir model ortaya çıktı. Soğuk karanlık madde dağılımındaki dalgalanmalar baryon kökenli madde dalgalanmalarıyla başlıyordu: baryon kökenli madde hala ışınım tarafından tutulmaktayken büyümeye başlıyorlardı. Oysa çökme yalnızca madde ve ışınım birbirinden ayrıldıktan sonra ortaya çıkmaktadır. Sonunda baryonlar kurtuldukları zaman soğuk karanlık madde tarafından yaratılan kütle çekimsel potansiyel kuyularına düşerler. Büyük ölçekli yapılar, soğuk karanlık maddedeki çok daha küçük dalgalanmalardan kaynaklanırlar. Buna paralel olarak mikrodalga fonunda daha küçük dalgalanmalar ortaya çıkar.

Başlangıçtaki yoğunluk dalgalanmalarının ortaya çıktığı en küçük bölgelerde dalgalanma şiddetinin en kuvvetli olması beklenir. Bunun anlamı şudur: küçük ölçekli

dalgalanmalar en önce ortaya çıktıklarından büyüyp gelişmeleri için çok zamanları vardır. Bu nedenle, zaman geçtikçe giderek daha büyük bölgelerde dalgalanmalar ortaya çıkmaya başlar. Daha küçük dalgalanmalar kümeleşirken bunlarında genlikleri artar. Dalgalanmalar küçükten büyüğe doğru bir hiyerarşi içinde gelişir. Bu nedenle, gelişip güçlenmeleri için en uzun zamana sahip olduklarından, küçük dalgalanmalar en önce çökerler.

Soğuk karanlık maddenin baskın olduğu bir evrende ilk olarak ortaya çıkan cisimler, cüce galaksilere karşılık gelen küçük kütleli cisimlerdir. Bildiğimiz galaksiler, evrenin boyutlarının şimdikininki onda biri, yaşınında yaklaşık on milyar yıl olduğu döneme kadar ortaya çıkmazlar. Oluşan galaksiler, içlerinde baryonların barınabildiği soğuk karanlık maddeden yapılmış olan halolarıda kapsarlar. Baryonlar enerji yayar ve soğurlar, böylelikle karanlık maddeden daha yoğun bir duruma geçerler. Ancak kütle çekimi termal basıncı altettiği zaman madde bulutu çökerek galaksileri oluşturabilir.

Çöken ilk bulutların boyutları, kısmen bulutların kendi kütle çekimi ile ona karşı koyma eğilimi gösteren, bulutun merkezi ve yüzeyi arasındaki termal basınç farkı arasındaki rekabet sonucunda belirlenir. Bulutun boyutları, bulutun bu dönemdeki kütleçekimsel potansiyel enerjisi ile termal enerjisinin, yani gaz atomlarının kütle çekimsel çökmeye karşı koyma eğilimindeki rastgele hareketlerinin (V_s) karşılaştırılması sonucu hesaplanabilir. Kütle M ve yarıçapı R olan bir bulutun kütle çekimsel potansiyel enerjisi, şimdiki boyutlarına doğru çökerken yaptığı kütle çekimsel serbest düşme sonucu yaydığı enerji olup değeri de GM^2/R olur. Termal enerji ise bütün atomların kinetik enerjisi olup değeri $MV^2/2$ dir. Eğer kütle yeterince büyükse ya da başka bir deyişle; $M_{\text{Jeans}} = Vs^3/G^3/\rho^{1/2}$ sınırını aşıyorsa, kütle çekimi termal basınca üstünlük sağlar. Yukarıdaki denklemde ρ gaz yoğunluğu olup M yaklaşık ρR^3 yazılmış ve 2 çarpanı ihmak edilmiştir. Bu denklem ilk olarak İngiliz astrofizikçi James Jeans tarafından çıkarılmıştır.

Şimdi Jeans kütlesi adı verilen, çökmek için gerekli olan en küçük kütle ölçeğini hesaplayabiliriz. Ayrışma döneminde, evrenin boyutları şu andaki boyutlarının binde biriydi ve sonuç olarak yoğunluğu bugünkünden bir milyon kat fazlaydı. Benzer biçimde fon ışınımının sıcaklığı, günümüzdeki değerinden bin kat büyüktü. Sıcaklıktan V_s termal hızı bulunur. bir kez bu sıcaklık ve yoğunluk bulundu mu, bir milyon M_\odot olduğu bulunan Jeans kütlesi hesaplanır ki bu da en küçük galaksilerin boyutudur. Bu

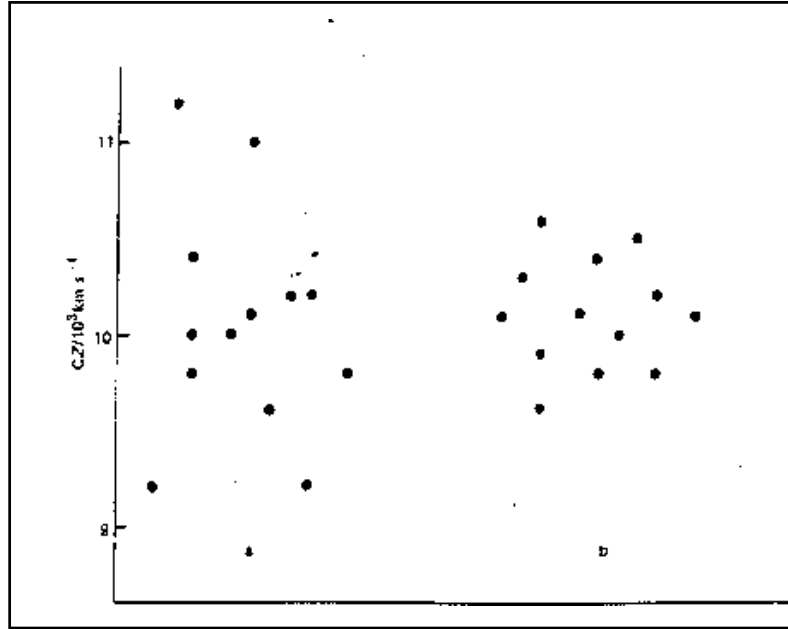
nedenle, aşağıdan-yukarıya senaryosunda böyle cüce galaksiler, en önce çöken en küçük yapılardır. Sonra gittikçe daha büyük yapılar, en sonrada galaksi kümeleri oluşur.

Çiftlerden ayrılma olayından günümüze dek yapı oluşturma modelleri birçok kısıtlama ile karşı karşıyadır. Bu modeller bilgisayar ortamındaki, belli bir genişleme uzayında, belli bir basınç yoğunluğu ve hız dağılımının verildiği N-cisim simülasyonlarında en iyi şekilde hesaplanırlar. Diğer başlangıç şartları ise gözlemlenen Kozmik Mikrodalga Arkafon Işınması ile zıtlaşmayan yoğunluk dalgalanmasının şiddeti ve sayısıdır.

Tipik olarak, $N = 1-2$ milyon, her test parçacığının kütlesi 10^{11} (bir galaksi), ve hacim (80 Mpc/h) dir. ($h = H_0/100$). Karanlık maddeler arasındaki tüm etkileşimler sadece kütleçekim şeklinde olmalıdır. Dahası, modelin veya simülasyonun kümelenme özellikleri gözlemlenen kümelenmeyi yansıtmaktadır. Model ve gerçek arasındaki kümelenme miktarını karşılaştırmak amacıyla galaksi doğrulama fonksiyonunu tartışmak çok yerinde olur. Gelişi güzel bir şekilde bir galaksi seçildiğinde bundan r mesafe uzaklıkta bir komşu galaksiyi bulma ihtimali $p = n(\text{Vol})(1+x(r))$ 'dir, burada n sayı yoğunluğu, $x(r)$ konumsal doğrulama fonksiyonu ve Vol ise verilen uzayın hacmidir. Noktalar birbirleri ile ilgili ise (kümelenmiş), $x(r) > 0$ olur. Eğer $x(r) = 0$, ise kümelenme yoktur, ve formül $p = n(\text{Vol})$ 'e indirgenir ki bu da bütünüyle rastgele dağılım yapmış noktalar için beklenen eşitliktir. Ayrıca sabit bir DW açısı için açılal doğrulama fonksiyonu $w(q)$ yazılabilir. $p = (n)(DW)(1+w(q))$ elde edilir. Gözlenen evren için, $x(r) = (r/r_0)^{-g}$ burada $g = 1.8$ ve $r_0 = 6.7$ Mpc/h'dır. Ayrıca $w(q) = (q/q_0)^{-g+1}$. $x(r)$ küçük r için büyük olur, bunun anlamı galaksileri birbirlerine çok yakın bulma olasılığının çok yüksek olmasıdır. Bu sonuç şaşırtıcı değildir; galaksiler birbirlerine yakın kümelenme eğilimindedirler. Çok büyük r için, $x(r)$ sıfıra doğru gider ve formül $p = (n)(\text{Vol})$ 'a indirgenir, böylelikle büyük bir r 'de galaksi bulma şansı daha belirsizdir. Bu evrenin büyük (yüzlerce megaparsek) çaptaki boşluklar, duvarlar ve köpüklere eğilim gösterme özelliği ile uyumludur. En önemli nokta uzaysal (konumsal) ve açılal galaksi doğrulama fonksiyonlarının $w(q)$ ve $x(r)$ 'in bilgisayar modelindeki ve gözlenen evrendeki ile denk olmasıdır. Şayet bilgisayar simülasyonunun $x(r)$ 'ı r_0 için 6.7 Mpc/h ve g için 1.8'e eşit olmazsa, doğrulanması ya da tekrar baştan yazılması

gerekir. Bunun gibi uzaysal ve açısal doğrulama fonksiyonları kümeler için yazılıp aynı şekilde kullanılabilirler.

N-cisim simülasyonunun sonuçlarının gözlenenle karşılaştırılmasında evrenin geniş çaptaki gözlemi ve kümelere olan uzaklıkların belirsizlikler içerdiği unutulmamalıdır. Çünkü elektromanyetik mesafe ölçüsü kesin olarak bilinmemektedir. Dahası, kümelerin kütle merkezine olan uzaklıkları ve galaksilerin düzensiz hızları tam olarak bilinmemektedir. Bizim gözlemleyebildiğimiz düzensiz bileşen artı tüm kümenin açısal hızıdır. Hubble kanunu uydulandığı takdirde, $V_{\text{açısal}} = H_0 d$, ve gözlenenler grafikleştirildiğinde ortaya “Tanrının Parmakları” etkisi çıkmaktadır – $V_{\text{açısal}}$ 'ın değerlerinin bariz bir artışı (Şekil 15'e bakınız)

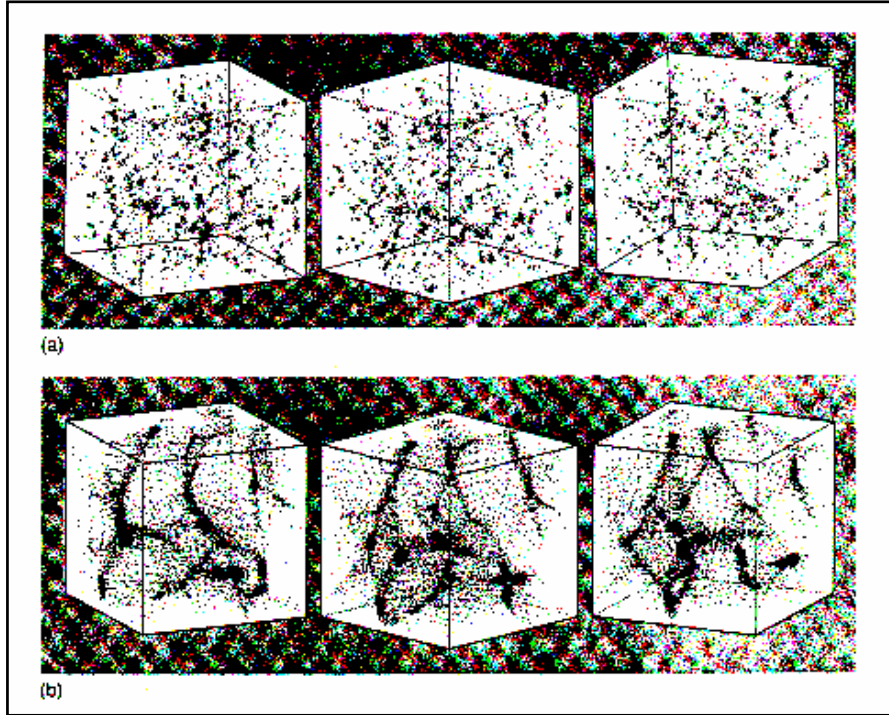


Şekil 15: Şayet basitçe galaksinin açısal hızını bize olan uzaklığının ölçüsü olarak kullanırsak galaksilerin herhangi kümelenmiş grubu açısal doğrultuda geçiş doğrultusuna nazaran gelişigüzel özel hareketlerin etkisi sonucu genişlemiş görünürler.

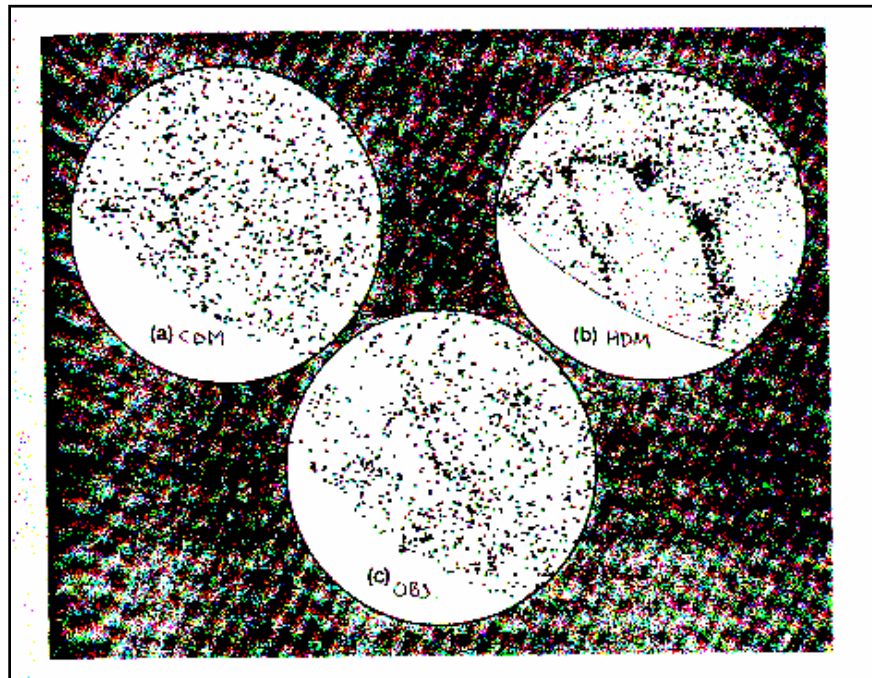
CDM'yi ya da HDM'yi desdekleyen ve gözlemlenen evrenle uyum içinde olan bir model yapıların oluşumunu belirleyen metodu da ortaya çıkarır (kümelenme veya parçalanma). Öyle görünüyor ki galaksiler önce kabaca yaklaşık $z = 3$ 'de oluştu, ve bazı kuasarların z 'si 4'den büyüktü. Önce daha büyük yapılar oluştuğundan HDM egemenliğindeki modelde temel sorun, galaksiler gibi daha küçük yapıların uzun bir süre ortaya çıkmamasındadır. Bununla birlikte, çok büyük çapta (yaklaşık 100 Mpc) yapıları evrende gözlemliyoruz, bu da CDM'den daha çok HDM'ye doğal bir uzunluktur.

Tüm modellerde genişlemenin gereği olarak $\Omega_{\text{toplam}} = 1$ 'e eşitlendi. Sadece baryonik olan (hiç karanlık madde içermeyen yani $\Omega_{\text{baryon}} = 1$) maddeler düşünüldüğünde bu bir işe yaramamaktadır, çünkü gözlemlerden elde edilen verilerle zıtlasmaktadır. (Büyük Patlamadan buyana, Ω_{baryon} genellikle 0.05 civarındadır). Saf HDM ($\Omega_n = 1$) modelleri kusurludur. Bunlar gözlem sonuçlarına riayet etmezler, çünkü gözlemlenen evrende HDM maddelerinin sahip olacağından daha da fazla maddenin kümeyi içermeye yönelik bir eğilimi vardır; ayrıca büyük galaksi kümelerinin sayıları fazladır Şekil 16 – 17. Üstelik, daha önceden belirtildiği gibi $z = 1$ olmadan önce HDM modelinde galaksi oluşumu olmamaktadır ancak $z = 3$ 'lü galaksiler ile $z > 4$ 'lü kuasarlar gözlemlenmektedir.

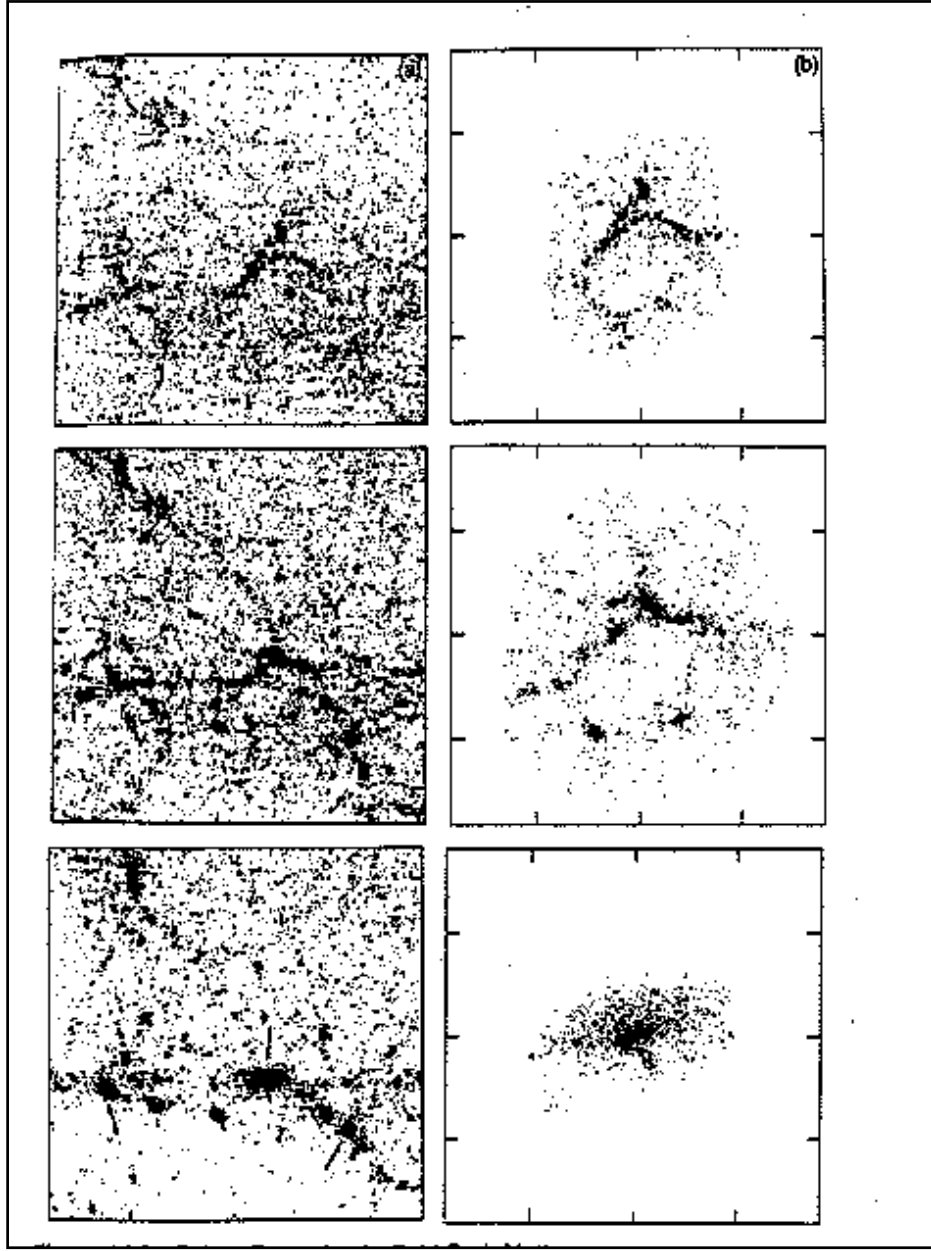
Saf CDM ($\Omega_{\text{CDM}} = 1$) modelleri HDM modelleri konusunda bir ilerlemedir; CDM modelleri daha fazla kümeye sahiptirler. CDM modelleri artı baryonlar ($\Omega_{\text{CDM}} = 0.95$, $\Omega_{\text{baryon}} = 0.05$) benzer sonuçlar verir. (Şekil 16, 17 ve 18)



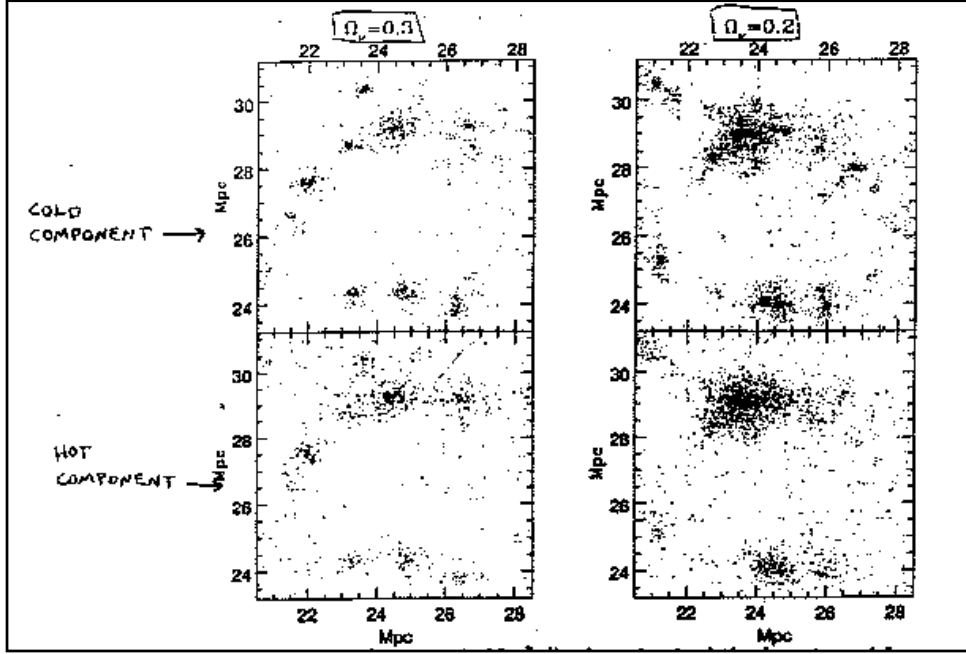
Şekil 16:



Şekil 17



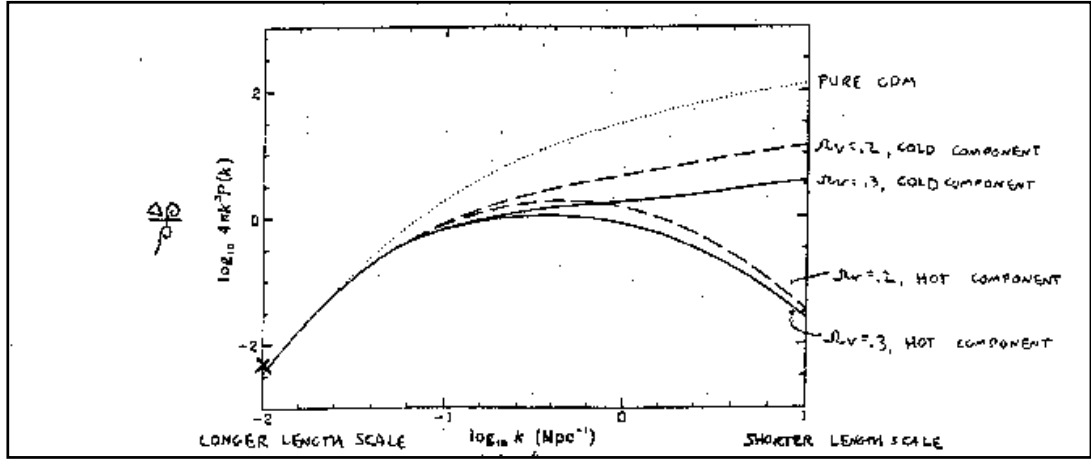
Şekil 18:Soğuk karanlık maddede galaksi oluşumu. Soğuk karanlık madde yıkımının sayısal bir simülasyona göre galaksi oluşumu. Zaman sıralaması (yukarıda)evrenin ilk zamanlarından (aşağıda)bu güne doğrudur. (a) gelişme gösteren üç galaksi içeren üç milyon ışık yılı kübüdeki genişleyen bir evren.(b)böyle bir protogalaksiye yakın bir bakış(genişlemeyen koordinatlarda),burada birleşerek galaksi oluşturan bir çok leke görülmektedir.



Şekil 19: İki CDM ve HDM modellerinin kesitlerinin karşılaştırılması

$X = 1.5$ 'daki simülasyon kutusunun bir $8 \times 8 \times 25 \text{ Mpc}^3$ diliminin izdüşümü. Sol panelde $\Omega_0 = 0.3$ modelindeki soğuk (üst) ve sıcak (alt) madde parçacıkları görülmektedir. Sağ panelde ise aynı hacimli fakat $\Omega_0 = 0.2$ modelinin verileri bulunmaktadır.

Hangisinin daha doğru olduğunu anlamak için gözlemlenen kuasar ve galaksi sayılarını, içlerinde kuasar ve parlak galaksiler bulundurabilen modellerdeki kütleli karanlık haloların miktarlarıyla kıyaslayabiliriz. $\Omega_n = 0.3$ modeli $z \geq 4$ 'de yeterli sayıya sahip olma eğilimindedir. Çok az sayıda oluşmuş karanlık hale vardır, 4.5 kadar olabilecek z değerleri için bu model gözlemlenen kuasar sayılarıyla uyum gösterecek yeterli sayıdaki quasara sahip değildir. Şayet $\Omega_n = 0.2$ olan modelin daha doğru olduğu sonucuna varılırsa, o vakit nötrinonun kütlesi üzerine $4.7 \text{ eV}/c^2$ (bu modelde kullanılan değer)'lik bir üst sınırlama gelir. CDM, HDM ve bu ikisinin kombinasyonlarının yapı oluşumlarında nasıl farklılık gösterdikleri bunların lineer güç spektrumlarına bakılarak tartışılabilir. Şekil 20'de olduğu gibi, belli bir uzunluk ölçeğinin dalgalanmaları bu uzunluk ölçeği üzerinde $D\rho/\rho$ 'yu etkileyişi verilmektedir.

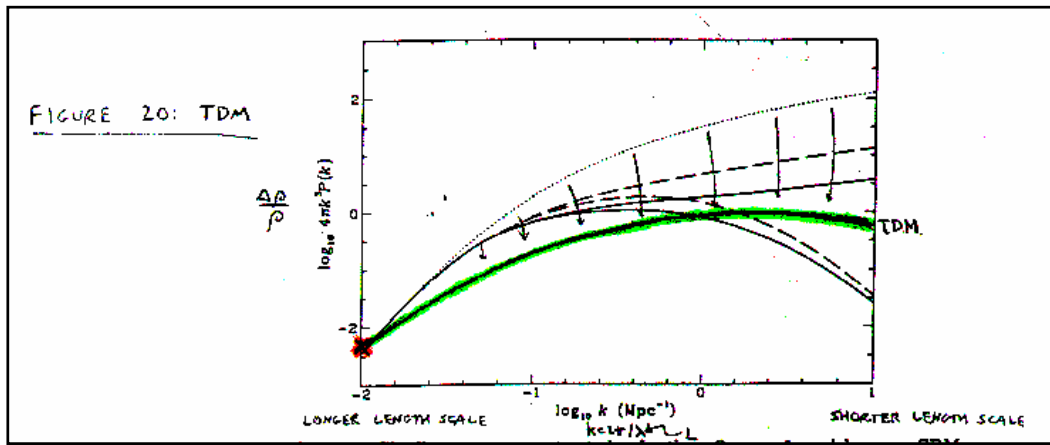


Şekil20: $\Omega_{\text{toplam}} = 1$ modelleri için günümüzdeki lineer güç dağılım spektrumu; saf CDM (noktalı), $\Omega_0 = 0.2$ CDM+HDM (çizgi çizgi) ve $\Omega_0 = 0.3$ CDM + HDM (düz çizgi). Soğuk (üstte) ve sıcak (altta) bileşenler karışık modellerde ayrı ayrı gösterilmektedir

HDM eklendikçe kısa dalga dalgalanmalarının D_p/p 'nin yoğunluk dalgalanmaları miktarında küçük-çaplı yapıların oluşumunda bir indirgenmeye yol açan bir azalma gösterdiğine dikkat edilmelidir. (Bu küçük-çaptaki yoğunluk dalgalanmalarının nasıl bastırıldığını söylemenin sadece başka bir yoludur.) CDM varlığı kırsadalga dalgalanmalarının CDM'sizliğe oranla daha yoğun olmasına neden olur, çok fazla CDM (saf CDM modellerinde olduğu gibi) çok fazla küçük çaplı yapılara neden olur. (Japon uydusu ASCA ile yapılan son gözlemler CDM'nin en azından kısmen doğru olduğunu söylenmektedir). ASCA Fornax kümesindeki sıcak x-ışın gazını inceledi. (Sıcak gaz bir karanlık madde iz sürücüsüdür, çünkü hem karanlık hem de parlak maddenin yoğunluğunun çok fazla olduğu bölgelere toplanır. Parlak maddenin olmadığı bir bölgeye toplanmış gaz orada karanlık maddenin olabileceğini ima eder.) Gözlemler karanlık maddenin yığınlar halinde varolma eğilimi gösterdiğini ileri sürmektedir. Hem NGC 1399 etrafındaki küme ölçeğinde hem de Fornax kümesinin merkezindeki küresel eliptik galaksi ölçeğinde. Karanlık maddenin bu şekilde yoğunlaşp kümelenmesi gerçeği hiyerarşik kümelenmenin (CDM) tercih edildiğini gösterir. Ancak, karanlık maddenin iki ayrı ölçekte yığılması (küme ve

galaksi ölçeği) hem CDM'nin hem de HDM'nin yapı oluşumunda yer aldığını ileri sürer. Her iki açıdan da CDM gerçekten vardır.)

Meyilli soğuk karanlık madde veya TDM, CDM ve HDM'deki noksanları gidermek için bir güç spektrumu kullanılarak şu şekilde elde edilmiş bir girişimdir. Şekil 20'deki saf CDM'nin güç spektrum hattı alınır ve "X" ile işaretlenmiş nokta etrafında saat yönünde döndürülür. TDM (Şekil 21), böylece, hem büyük çaplı ölçeklere hem de küçük çaplı ölçeklere cevap vermeye devam eder. TDM güç spektrumu sıcak ve soğuk bileşenlerinin arasında bir etkiye sahiptir.

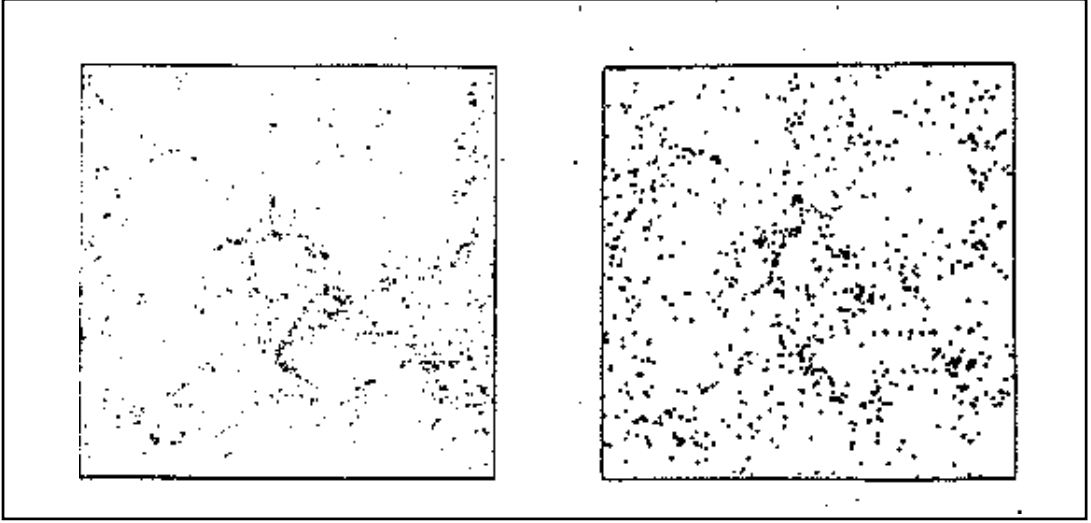


Şekil 21 TDM: $\Omega_{\text{toplam}} = 1$ modelleri için günümüzdeki lineer güç dağılım spektrumu; saf CDM (noktalı), $\Omega_0 = 0.2$ CDM+HDM (çizgi çizgi) ve $\Omega_0 = 0.3$ CDM + HDM (düz çizgi). Soğuk (üstte) ve sıcak (altta) bileşenler karışık modellerde ayrı ayrı gösterilmektedir.

TDM matematiksel açıdan uygulanabilir, ama TDM'yi kullanan modellerde çoğunlukla büyük ölçek bazındaki büyük DT/T dalgalanma şekli, gözlemler ile uyumsuz olduklarını açıkça göstermektedirler.

Bir diğer modelde, evrenin enerji yoğunluğunun %80'i L kozmolojik sabitinin içinde yer alır. Burada $\Omega_L = 0.8$, $\Omega_{\text{CDM}} = 0.15$ ve $\Omega_{\text{baryon}} = 0.05$ dir. Bu modelde, $\Omega_{\text{CDM}}/\Omega_{\text{baryon}} = 3$ olduğuna dikkat ediniz, bu da MACHO' lardan ziyade CDM'nin halolarda daha baskın olduğunu gösterir. Diğer modeller yapıların oluşumlarında tohum görevi üstlenen kozmik zincirler gibi topolojik kusurlar içermektedirler. HDM artı baryonik model şayet kozmik zincirlerin döngüleri varsa bir dereceye kadar iyileştirilebilir; yani galaksilerin oluşumu tohumlardan önce gerçekleşmiştir.

Eğik galaksi oluşumu kavramı baryonik parlak maddenin karanlık madde ile aynı şekilde dağılıp dağılmadığı sorusuna cevap vermektedir. Belli bir yerdeki karanlık madde miktarına bütünüyle orantılı baryon yoğunluğu olması konusunda ısrarlı bir model gözlemlerle uyuşmamaktadır. Eğik galaksi oluşumu baryonik maddenin sadece karanlık maddenin yoğunluğunun en yüksek olduğu yerlerde yoğunlaştığını farzetmektedir. Ayrıca Eğik Galaksi Oluşumu'nu kullanan modeller gözlemlerle daha uyumlu olmaktadır. (Aşağıdaki Şekil 22'ye bakınız)



Şekil 22: Eğik Galaksi Oluşumu

Bir soğuk karanlık madde simülasyonundaki kütle noktalarının dağılımı soldaki diyagramda gösterilmektedir. Sağda ise sadece soğuk madde simülasyonlarındaki en yüksek zirveler gösterilmektedir. Bu gökyüzündeki galaksi dağılımlarına daha fazla benzemektedir.

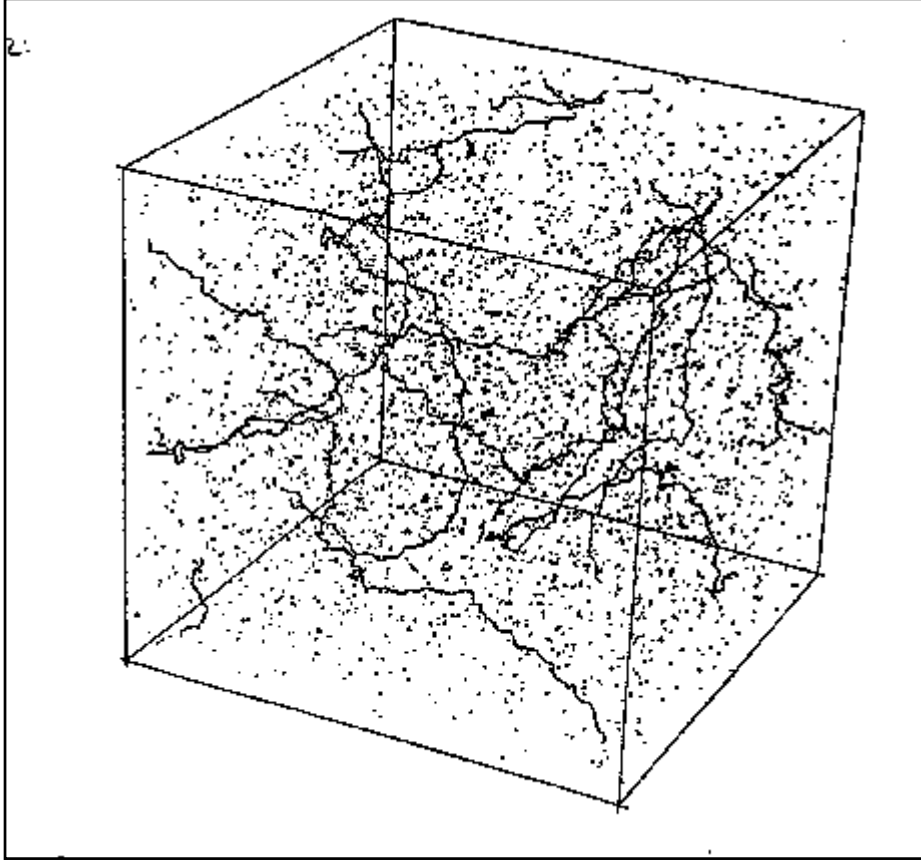
Eğik galaksi oluşumunun fiziksel olası bir açıklaması yıldız oluşumu için bir minimum veya eşik baryon yoğunluğu gerektirir, ancak bu baryon yoğunluğu karanlık madde yoğunluğuna bağlıdır ve sadece bu eşik seviyesine karanlık maddenin yoğunluğunun yeterince yüksek olduğu yerlerde ulaşır. (belli bir karanlık madde yoğunluğunun altında baryonlar yıldız oluşturamazlar.)

Galaksilerin neden parlak maddeyi çevreleyen karanlık halolardan oluştuklarıyla ilgili muhtemel bir açıklama bunların oluşumlarıyla doğrudan ilgilidir. Madde (baryonik ama parlama yapmayan, ve baryonik olmayan) yüksek yoğunlukta yarıçapı başlangıç yarıçapının yarısına eşit olana dek yıkıma uğrar. (Bu Virial teorisiyle kanıtlanabilir.)

Bu karanlık halonun yarıçapıdır ve sabittir. Şayet karanlık halo yeterli kütleye sahip ise o vakit nihayetinde, parlak bir bileşen oluşturacak materyale ev sahipliği yapabilir. Bu Eğik galaksi oluşumu ile ilgilidir bazı, hepsi değil, halolar yıkım gösteren parlak maddeye sahip olabilirler.

5.1 Topolojik Kusurlar

Evrendeki yapı oluşumu hakkındaki tartışma topolojik etkilere değinilmeden bitirilemez. Süpersimetri (SUSY) sadece ilkel sıcak evrende mevcuttu. Bu simetri evren soğudukça bazı noktalarda bozuldu. Simetrideki bu kayıp bir kerede her yerde olmayarak manyetik monopol, tek-boyutlu kozmik zincirler (Büyük Çekicinin bir kozmik zincir olduğu düşünölmektedir) ve iki boyutlu kozmik duvarlar gibi topolojik arızalar oluşturdu. Manyetik monopoller evrenin yıldızlarında yüksek miktarlarda üretilmiş olmalıdırlar (GUTs devresi esnasında), ancak henüz gözlemlenememişlerdir. Erken evrenin genişleme teorisi parçacık başına tek bir ufuk bırakarak ve bu eksikliği yaratarak bunların çoğu veya hepsinden sıyrılmıştır. Kozmik zincirler ve alan duvarları baryonik maddeyi çektiklerinden hiyerarşik kümelenme modelindeki (CDM'nin egemen olduğu) galaksi oluşumu için tohum görevini üstlenebilirler. (Şekilr 23'e bakınız). Neil Turok şayet galaksiler kozmik zincirler döngüsü (megaparsekler çapında) üzerine yoğunlaşmaya bırakılırlarsa sonuçta doğru küme doğrulama fonksiyonlu evren modelinin elde edildiğini gösterdi. Kozmik zincir döngüleri başlangıç şartları olma konusunda gelişi güzel fazla yoğunluklardan daha uygun olma eğilimindedirler. Kozmik zincirler ve alan duvarları enerjilerini dışarıya ışımaya yoluyla (kütlesel çekim dalgaları şeklinde) yayabilirler, bu yüzden günümüzde var olabilir veya olmayabilirler.



Şekil 23: Kozmik Zincirler.

Kozmik zincirlerin kurabilecekleri bir muhtemel ağın bilgisayar simülasyonu. Uzaydaki bu derece kütleli ve tek boyutlu arızalar belki de galaksi oluşumunu tetikleyecek “tohumların” kendisidir.

SONUÇ

Karanlık madde konusundaki tutucu kuşklar, gözlemsel verilerin ve uygulanan çözümlerlerin yetersizliğine dikkat çekebilir. Aslında, temel gökbilim verilerinin son yıllarda arttığını veya değiştiğini söyleyemeyiz. Karanlık maddeyi laboratuvarında henüz algılayamadık ama, karanlık maddeye ilişkin elimizde dolaysız kanıtlar bulunmaktadır. Bugün, fizik, gökbilim ve evrenbilim alanlarında yapılan çalışmalarda karanlık madde kendine yer bulmuştur.

Burada karanlık maddenin var olmadığını düşünenlere karşı, var olduğu ispatlanmış ve geniş bir kabul görmüştür.

KAYNAKLAR

- 1- <http://www.astro.ucla.edu/~agm/darkmtr.html>
- 2- Silk,J.1997. "Evrenin Kısa Tarihi". Tübitak Yayınları. p.133-153. 179