

# مساله ماده تاريخ در كيهان

استاد راهنما: سيد محمد صادق موحد

نويسنده: سيد محمد مهدي فيروز آبادي

تير ۹۳



# فصل ۱

## ماده تاریک

دو دغدغه اصلی در کیهان‌شناسی امروز مسئله ماده تاریک و انرژی تاریک می‌باشد. این یعنی که بخش زیادی از ماده و انرژی که محاسبات دلالت بر وجود آنها در عالم دارند، به چشم نمی‌آیند. دقیقتر یعنی که برهمکنش الکترومغناطیسی ندارند. بنا به گزارش ماهواره پلانک تنها [۱۱] ۴/۵ درصد از محتوی عالم قابل دیدن می‌باشد. اگر خوب بنگرید، تمام اطلاعاتی که بشر به واسطه‌ی حواس پنجگانه‌ی خود از محیط پیرامون به دست می‌آورد، به طور مستقیم از تعاملات الکترومغناطیسی بر می‌آید. درست است که قوام اتم، به برهمکنش قوی می‌باشد و بنیان کیهان در گروهی گرانس می‌باشد، اما آنچه از حوزه محسوسات توسط بشر ادراک می‌شود، برهمکنش‌های الکترومغناطیسی می‌باشد. لذا ساختار خلقت ما سبب شده که قرن‌ها بعد از سکونت ما بر روی کره‌ی خاکی و تکاپو برای شناخت عالم، تازه امروزه متوجه شده‌ایم که در شناخت و مشاهده کیهان تازه در ابتدای راه قرار داریم. در این فصل به معرفی ماده تاریک و شواهدی که بر وجود ماده تاریک دلالت می‌کنند، می‌پردازیم و در انتها از محتوی تشکیل دهنده و آزمایش‌های گسترده برای شناخت ماهیت آن سخن می‌گوییم.

### ۱.۱ شواهد وجود ماده تاریک

#### ۱.۱.۱ منحنی‌های چرخش کهکشانی

قدیمی‌ترین و مهم‌ترین شاهد بر وجود ماده تاریک منحنی‌های چرخش کهکشانی هستند. این منحنی‌ها نمایشگر سرعت چرخش دایره‌ای گاز و ستاره‌ها بر حسب فاصله آنها از مرکز کهکشان می‌باشد.

ابتدا کمی به ریخت‌شناسی کهکشان‌ها اشاره کنیم. طبقه‌بندی ریخت‌شناسی<sup>۱</sup> کهکشان‌ها یک سیستم مورد استفاده ستاره‌شناسان است که کهکشان‌ها را به گروه‌هایی براساس شکل ظاهرشان تقسیم می‌کند. روش‌های مختلفی وجود دارد که کهکشان‌ها می‌توانند براساس ریخت‌شناسیشان طبقه‌بندی شوند. مشهورترین آنها دنباله هابل<sup>۲</sup> است، که توسط ادوین هابل<sup>۳</sup> در سال ۱۹۲۶ ساخته شده است، و بعداً بوسیله جرارد دوواکولرز<sup>۴</sup> و آلان سانداچ<sup>۵</sup> توسعه داده شد. دنباله هابل یک روش طبقه‌بندی ریخت‌شناسی برای کهکشان‌ها است که توسط ادوین هابل در سال ۱۹۲۶ ارائه شده است. روش هابل کهکشان‌های منظم را به سه طبقه شامل بیضوی، عدسی‌وار و مارپیچی بر اساس شکل ظاهرشان تقسیم می‌کند. طبقه چهارم شامل کهکشان‌هایی با ظاهر نامنظم است.

<sup>۱</sup>morphological

<sup>۲</sup>Hubble sequence

<sup>۳</sup>Edwin Hubble

<sup>۴</sup>Gérard de Vaucouleurs

<sup>۵</sup>Allan Sandage

**کهکشان‌های بیضوی** کهکشان‌های بیضوی یک توزیع نور هموار<sup>۶</sup>، بدون سیما<sup>۷</sup> دارند و در تصاویر عکاسی به مانند بیضی پدیدار می‌شوند. گاز بین ستاره‌ای سرد و گردو خاک<sup>۸</sup> در آنها به میزان کم بوده و یا اصلاً وجود ندارد. همچنین قرص ستاره‌ای در آنها کوچک و یا اصلاً وجود ندارد. ستاره‌های موجود در بیشتر کهکشان‌های بیضوی پیر و دارای سنی قابل مقایسه با سن عالم هستند. به عنوان نمونه‌ای از کهکشان‌های بیضوی می‌توان از کهکشان‌های  $M49$ ،  $M59$ ،  $M87$  و  $NGC 4125$  نام برد. **کهکشان‌های مارپیچی** کهکشان مارپیچی شامل قرص مسطح با ستاره‌هایی که ساختار مارپیچی تشکیل می‌دهند، و یک تراکم از ستاره‌ها در مرکز که به برآمدگی<sup>۹</sup> معروف است، می‌باشند. قرص همچنین دارای گاز بین ستاره‌ای، گرد و غبار و بازوهای مارپیچی است. بازوهای مارپیچی از نظر شکل، اندازه و شکل برجستگی‌شان از کهکشانی تا کهکشان دیگر متفاوتند ولی همیشه وجود دارند.

درخشندگی سطحی در قرص کهکشان‌های مارپیچی، که با آن پی به توزیع ستاره‌ها می‌برند، تقریباً از قانون نمایی<sup>۱۰</sup> پیروی می‌کند و با افزایش فاصله از مرکز به صورت نمایی کاهش می‌یابد.

درخشندگی برآمدگی نسبت به قرص وابسته به خواص کهکشان، مانند کسر جرم قرص در گاز، رنگ قرص و چگونگی به هم پیچ خوردن بازوهای مارپیچی است. این وابستگی پایه تقسیمات طبقه‌ای در سیستم طبقه‌بندی هابل است که کهکشان‌های مارپیچی را به چهار طبقه یا نوع به نام‌های Sa، Sb، Sc، Sd تقسیم می‌کند.

طبقه‌بندی هابل همچنین کهکشان‌های مارپیچی را به دسته‌بندی "عادی"<sup>۱۱</sup> و "میله‌ای"<sup>۱۲</sup> تقسیم می‌کند. میله یک سیستم ستاره‌ای هموار و کشیده است که یادآور پاروی صلب یا همزن دوار در مرکز قرص کهکشان است. به عنوان مثال کهکشان  $NGC 1300$  میله‌ای است. کهکشان راه شیری و همسایه آن، ابر ماژلانی بزرگ، هر دو میله‌ای هستند. در حدود نیمی از کهکشان‌های مارپیچی میله‌ای هستند در ضمن کهکشان‌های بیضوی دارای میله نمی‌باشند

### کهکشان‌های عدسی وار

این کهکشان‌ها گذار بین کهکشان‌های بیضوی و مارپیچی هستند و مانند مارپیچی‌ها دارای یک قرص به سرعت چرخنده، یک برآمدگی و گاهی اوقات یک میله هستند و قرص از قانون درخشندگی سطحی که مشخصه مارپیچی‌ها است، پیروی می‌کند. مانند کهکشان‌های بیضوی، گاز بین ستاره‌ای سرد کم یا اصلاً در آنها وجود ندارد، و ظاهری هموار و بدون سیما دارند و ساختار مارپیچی از خود نشان نمی‌دهند.

### کهکشان‌های نامنظم

کهکشان‌های نامنظم قرص کهکشان‌هایی آنها درخشندگی پایینی دارد که ستاره‌های جوان در آنها به طور نامنظمی قرار گرفته‌اند. نمونه‌های اولیه از این دو طبقه ابرهای ماژلانی بزرگ و کوچک هستند.

تخمین جرم کهکشان‌ها ساده نیست ولی با استفاده از تبارشناسی ستاره‌ها، اثر همگرایی گرانشی و قضیه ویریال این امر میسر می‌شود. (نمودار  $H - R$  که درخشندگی بر حسب دما می‌باشد، بیانگر مراحل مختلف تکامل ستاره‌ها و تبار آنها می‌باشد). نسبت درخشندگی به جرم<sup>۱۳</sup> برای کهکشان به تعداد و نوع (تبار) ستاره‌های موجود در آن می‌باشد. به طور قراردادی اگر کهکشانی تماماً از ستاره‌های مشابه به خورشید تشکیل شده باشد،  $M/L$  برای آن یک می‌باشد. این نسبت را برای جرم و درخشندگی واحد فرض شده و این نسبت برای دیگر اجسام آسمانی به صورت مضربی از این واحد در نظر گرفته می‌شود. این میزان برای

<sup>۶</sup>smooth

<sup>۷</sup>featureless

<sup>۸</sup>dust

<sup>۹</sup>Bulge

<sup>۱۰</sup>exponential law

<sup>۱۱</sup>normal

<sup>۱۲</sup>barred

<sup>۱۳</sup>Mass to Light ratio



شکل ۱.۱: از راست به چپ: کهکشان مارپیچی M101، کهکشان نامنظم M82، کهکشان بیضوی ESO تصاویر از تلسکوپ فضایی هابل

کهکشان‌های بیضوی که از جمعیت مسنی برخوردارند بالا می‌باشد، برای کهکشان‌های مارپیچی که که نسبتاً جوان هستند مقادیر متوسط و برای کهکشان‌های نامنظم که اغلباً ستاره‌های جوان دارد نزدیک به یک می‌باشد.  $M/L$  برای ستاره‌های مرئی بزرگتر از ۳۰ نمی‌تواند باشد و لذا افزایش از این مقدار نشانه‌ی حضور ماده تاریک می‌باشد.

### استفاده از قضیه ویريال در محاسبه جرم خوشه‌های کهکشانی

اولین ستاره‌شناس که لزوم وجود مقادیر بزرگ ماده تاریک را ظاهر ساخت فریتز زوویکی<sup>۱۴</sup> در سال ۱۹۳۲ بود. در مطالعه خوشه گیسو<sup>۱۵</sup>، او ملاحظه کرد که پراکندگی در سرعت شعاعی خوشه کهکشانی خیلی بزرگ در حدود  $1000 \text{ Kms}^{-1}$  بود و ستاره‌ها سرعت بالایی دارند. همچنین نسبت  $M/L$  را نزدیک به ۴۰۰ محاسبه کرد و که بسیار با انتظار او اختلاف داشت. ستاره‌ها و گاز قابل مشاهده در کهکشان‌ها واقعاً جاذبه گرانشی کافی برای کنار هم نگهداشتن خوشه را فراهم نمی‌کردند. زوویکی استنتاج کرد، برای نگهداشتن کهکشان‌ها در خوشه گیسو از افتادن در فضاهای خالی مجاور، خوشه باید شامل مقدار متناهی ماده تاریک باشد.

فرض کنید که یک خوشه از کهکشان‌ها  $N$  کهکشان را در بر داشته باشد، هر کدام تقریباً می‌تواند بعنوان یک جرم نقطه‌ای در نظر گرفته شود، با جرم  $m_i$  ( $i = 1, 2, 3, \dots, N$ ) مکان  $\vec{x}_i$  و سرعت  $\dot{\vec{x}}_i$ . خوشه‌های کهکشانی بطور گرانشی مقید هستند و با روند هابل منبسط نمی‌شوند. آنها در مقایسه با اندازه افق<sup>۱۶</sup> کوچک هستند؛ شعاع خوشه گیسو  $R_{Coma} \approx 3 \text{ Mpc}$  و  $d_{hor} \approx 20000$  است. کهکشان‌ها در یک خوشه با یک سرعت غیر نسبی در حال حرکت هستند، سرعت پراکندگی در خوشه گیسو  $\sigma_{Coma} \approx 1000 \text{ Kms}^{-1} \approx 0.003c$  است. بخاطر این ملاحظات می‌شود دینامیک خوشه گیسو و دیگر کهکشان‌ها را به روش نیوتونی مورد بررسی قرار داد.

انرژی پتانسیل گرانشی سیستم  $N$  کهکشان،  $W$ ، انرژی است که برای بیرون کشیدن  $N$  کهکشان به دور هم نیاز خواهد بود. در تقریب نیوتون این مقدار همان برآیند جاذبه گرانشی است که تک تک ستاره‌ها به هم وارد میکنند. انرژی جنبشی وابسته به حرکت نسبی کهکشان‌ها در خوشه از معادله زیر بدست می‌آید:

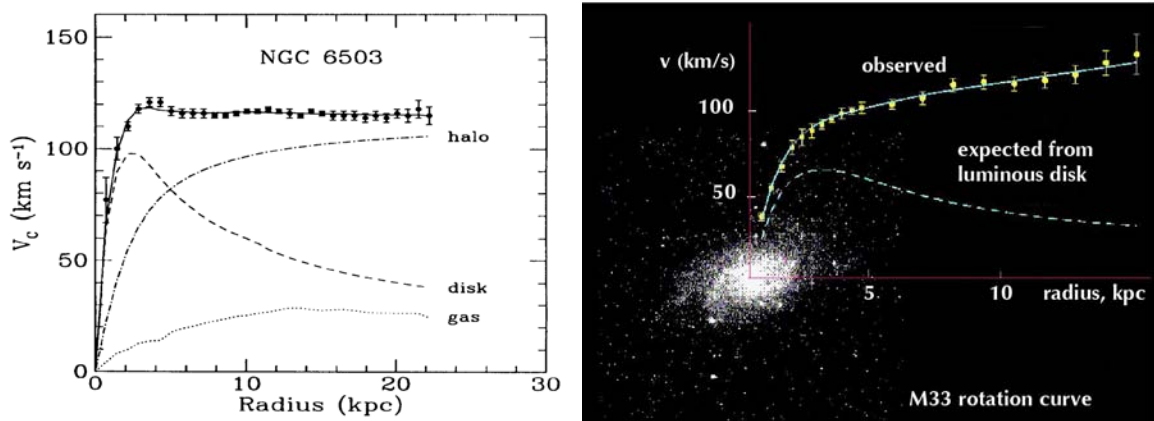
$$K = \frac{1}{2} M \langle v^2 \rangle, \langle v^2 \rangle \equiv \frac{1}{M} \sum_i m_i |\dot{\vec{x}}_i|^2 \quad (1.1)$$

$\langle v^2 \rangle$  میانگین مربع سرعت (دارای وزن با جرم کهکشان) همه کهکشان‌ها در خوشه است.

<sup>۱۴</sup>Fritz Zwicky

<sup>۱۵</sup>Coma

<sup>۱۶</sup>horizon size



شکل ۲.۱: منحنی چرخش برای کهکشان  $NGC 6503$  و  $M33$ ، شکل از [۷]

رابطه زیر بعنوان قضیه ویریال شناخته می‌شود و برای اولین بار در قرن ۱۹ در زمینه انرژی جنبشی گازها بدست آمد، اما اثبات شد که برای یک سیستم خود گرانشی (تمام انرژی پتانسیل گرانشی موجود در سیستم ناشی از اجرام داخل سیستم است) از جرم‌های نقطه‌ای نیز بخوبی صدق می‌کند.

$$\dot{I} = 2W + 4K. \quad (2.1)$$

قضیه ویریال مخصوصاً وقتی که برای یک سیستم در حالت پایا، با یک گشتاور اینرسی ثابت بکار برده می‌شود مفید است. (این ایجاب می‌کند که سیستم نه منبسط و نه منقبض شود، و از سیستم مختصاتی استفاده می‌شود که در آن مرکز جرم خوشه در حال سکون است.) اگر گشتاور اینرسی ثابت باشد، آنگاه حالت پایای قضیه ویریال بصورت زیر است:

$$0 = W + 2K \Rightarrow K = -\frac{W}{2}. \quad (3.1)$$

بنابراین برای یک سیستم خود گرانشی که در حالت پایا است، انرژی جنبشی  $K$  مساوی با  $-\frac{1}{2}W$  برابر انرژی پتانسیل  $W$  است. در این حالت میتوان گفت که انرژی جنبشی تمام اعضای سیستم و سرعت آنها تنها وابسته به انرژی پتانسیل گرانشی موجود در خوشه می‌باشند. لذا با بررسی سرعت اجسام میتوان به میزان ماده موجود در خوشه پی برد. بکاربردن قضیه ویریال برای یک خوشه کهکشانی واقعی، مانند خوشه گیسو، پیچیده است به این دلیل که ما فقط اطلاعات جزئی درباره خوشه داریم، و بنابراین  $v^2$  و  $r_h$  را بدرستی نمی‌دانیم. برای مثال، سرعت در راستای خط دید را برای هر کهکشان از انتقال به سرخ<sup>۱۷</sup> می‌توان بدست آورد، اما سرعت عمود بر راستای خط دید مجهول است. با اندازه‌گیری انتقال به سرخ صدها کهکشان در خوشه گیسو، و به کمک قانون انبساط هابلی در نهایت  $v^2$  و  $r_h$  به صورت تقریبی محاسبه شد. سپس جرم خوشه گیسو اینچنین به دست آمد ( $M_{\odot}$  جرم خورشید است):

$$M_{Coma} \approx 4 \times 10^{45} kg \approx 2 \times 10^{15} M_{\odot}. \quad (4.1)$$

نهایتاً مشخص می‌شود کمتر از دو درصد از جرم خوشه گیسو شامل ستارگان، و فقط ده درصد شامل گاز بین خوشه‌ای داغ است. ترکیب با درخشندگی خوشه گیسو،  $L_{Coma,B} = 8 \times 10^{12} L_{\odot,B}$ ، جرم کل خوشه گیسو یک نسبت جرم به نور فراهم می‌کند، بزرگتر از نسبت جرم به نور کهکشان خودمان.

$$\left\langle \frac{M}{L_B} \right\rangle_{Coma} \approx 250 \frac{M_{\odot}}{L_{\odot}} \quad (5.1)$$

<sup>۱۷</sup>Redshift



شکل ۳.۱: خوشه کهکشانی  $Abell\ 2218$  با کمانهای درخشانِ غول پیکر و تعداد زیادی ریز کمان. شکل از [۸] شکل راست: نمایی از شکل گیری لنز گرانشی و حلقه های انیشتین

برای برخی دیگر از خوشه های همسایه ی خوشه ی گیسو نیز  $M/L$  محاسبه شده است و این مقادیر نوعاً در حدود ۲۰۰ تا ۳۰۰ می باشد. البته مقادیر  $M/L$  برای یک سیارک<sup>۱۸</sup> با جرم چند تن و دمای ۱۰۰ کلوین برابر  $10^{12}$  می باشد، که بسیار بزرگتر از مقادیر معمول برای خوشه ها می باشد. علت این تفاوت مقدار در  $M/L$  آنست که هاله ماده تاریک معمولاً با مقداری گارهای گرم همراه می شوند که از خود پرتوهای  $X$  ساطع می نمایند و این پرتوها باعث کاهش  $M/L$  تا مقادیر مورد اشاره می شود. بررسی این هاله ی گازی در اطراف قرص کهکشان، علاوه بر کمک به مشاهده ی هاله ماده تاریک، روش دیگری را برای تخمین جرم کهکشان در اختیار ما می گذارد. برای مثال جرم خوشه گیسو، با فرض تعادل هیدروستاتیک در فاصله  $3.6 Mpc$  از مرکز با همین روش محاسبه شده، که با جرم تخمین زده شده از قضیه ویریال سازگار است. محاسبات مربوط به خوشه گیسو در [۲] به تفصیل ارائه شده است.

به دلیل وجود مقدار انبوه ماده تاریک در کهکشان، منحنی چرخشی که نمودار سرعت دورانی ستاره ها بر حسب فاصله از مرکز کهکشانها بودند، رفتاری بسیار متفاوت از پیش بینی داشتند. به صورت عادی و با فرض عدم وجود هاله ماده تاریک انتظار میرفت که این منحنی ها با افزایش فاصله از مرکز کهکشان افت نمایند ولی مشاهدات رفتاری کاملاً متفاوت را نشان میداد. در شکل ۱.۱.۱ منحنی چرخش با اضافه کردن اثر هاله ماده تاریک و گاز بین ستاره ای مشاهدات را توضیح خواهد داد. منحنی چرخش هاله ماده تاریک به نمایه یا پروفایل چگالی که تابعیت فاصله از مرکز را دارد وابسته است. امروزه نمایه های متفاوتی برای توزیع چگالی ماده تاریک با کمک شبیه سازی های بس ذره ای تولید شده است. یکی از شناخته شده ترین این پروفایل ها، پروفایل ژائو می باشد:

$$\rho(r) = \rho_{\odot} F_{halo}(r), \quad F_{halo}(r) = \left(\frac{R_{\odot}}{r}\right)^{\gamma} \left(\frac{r_c^{\alpha} + R^{\alpha}}{r_c^{\alpha} + r^{\alpha}}\right)^{(\beta-\gamma)/\alpha} \quad (6.1)$$

که پارامترهای  $\alpha = 1, \beta = 3, \gamma = 1, r_c = 20 kpc$  نشان دهنده ی پروفایل شناخته شده ی  $NFW$  می باشد. پروفایلهای پیشنهادی با افزایش فاصله از مرکز کهکشان به خوبی با توزیع مشاهده شده مطابقت دارند ولی عدم توانایی در توجیه توزیع موجود حول مرکز کهکشان از موضوعات چالش برانگیز در حوزه مطالعات ماده تاریک می باشد. دو نمونه از منحنی های پر استفاده از کهکشاهای  $M33, NGC6503$  را در شکل می بینید.

<sup>۱۸</sup>Asteroid

## ۲.۱.۱ خوشه ی گلوله

درست همانگونه که عدسی های اپتیکی نور را همگرا می کنند، بر اساس نظریه نسبیت عام، اجسام پر جرم هم به عنوان عدسی های گرانشی، می توانند نور را همگرا کنند. اندازه گیری همین انحراف در خورشید گرفتگی کلی در ۱۹۱۹ توسط ادینگتون، سبب شهرت و مقبولیت این نظریه گردید. البته توجه کنید در عدسی های اپتیکی، هر چه جسم منیر به عدسی نزدیکتر باشد، همگرایی کمتر می باشد، ولی در لنزهای گرانشی برعکس می باشد. کمی بعدتر انیشتین نشان داد که اگر منبع نقطه ای دقیقاً پشت عدسی قرار بگیرد، منبع می تواند به صورت یک حلقه در اطراف عدسی تصویر شود. این حلقه ها را حلقه های انیشتین می نامند. از عدسی گرانشی به عنوان یک تلسکوپ طبیعی می توان استفاده کرد. در سال ۱۹۶۰ لیبس<sup>۱۹</sup> نشان داد که در پدیده های ریزهمگرایی گرانشی میتوان اختلاف زمان بین دو پرتوی رسیده به را ناشی از ریزهمگرایی<sup>۲۰</sup> اندازه گیری نمود و این مقدار به جرم عدسی و فاصله منبع تا عدسی وابستگی خواهد داشت.

### همگرایی گرانشی قوی

در این حالت عدسی آنقدر قوی می باشد که میتواند از یک چشمه چندین تصویر ایجاد کند، یا حتی کمان های بزرگ و حلقه انیشتین بسازد. در شکل مربوط به کهکشان *Abell ۲۲۱۸* این کمان ها را به وضوح می بینید.

**همگرایی گرانشی ضعیف** با اینکه وجود یک جرم باعث همگرایی گرانشی می شود، اما به ندرت لنزها قدرت ایجاد حلقه یا کمان را دارند. در اکثر موارد ناظر همگرایی ضعیف در راستای خط دید خواهیم بود که باعث اعوجاج و تغییر شکل در کهکشانها خواهد بود. این تغییر به صورت بزرگنمایی در چشمه و کشیدگی در راستای مماس به حلقه های فرضی خواهد بود. طبعاً لنزهای ضعیف با استفاده از یک منبع منفرد قابل شناسایی نخواهد بود و برای کشف آن نیاز به مجموعه ای از کهکشانها داریم. برای مشاهده لنز ضعیف از روش زیبا و بدیعی استفاده می شود. در یک مجموعه کهکشانی بیضویت<sup>۲۱</sup> کهکشانها، پدیده ای کاتوره ای می باشد و میانگین آن باید صفر باشد. انحراف این عدد از صفر در یک جهت خاص نشان دهنده وجود لنز ضعیف در آن منطقه می باشد. این نکته مبنای محاسبات جرم با کمک همگرایی گرانشی ضعیف میباشد.

### ریز همگرایی گرانشی

ریزهمگرایی گرانشی زمانی رخ می دهد که جرم عدسی به نسبت کم یا فاصله آن زیاد باشد. لذا ریزهمگرایی با ستاره هایی با اجرامی از حدود سیاره و ستاره می باشد و از آنجا که به درخشندگی لنز ارتباطی ندارد، به ما در شناسایی اجرام کم نور مانند کوتوله ها یا ستاره های نوترونی کمک می کند. در مورد ریزهمگرایی گرانشی، عدسی در مدت زمان نسبتاً کوتاهی از منبع عبور می کند (از مرتبه ثانیه تا سال). این سبب تغییر در روشنایی منبع به صورت گذرا خواهد شد. همین خاصیت اطلاعات ارزشمندی درباره خواص گرانشی عدسی در اختیار ما خواهد گذاشت. اطلاعات مبسوط در ارتباط با لنزهای گرانشی، در [۳] قابل دسترس است.

در سال ۲۰۰۴ دو خوشه ی ترکیب شونده ی  $۱E۰۶۵۷ - ۵۵۶$  توسط رصدخانه ی پرتوهای  $X$  چاندرایا رویت شدند. در این مجموعه یک زیرخوشه<sup>۲۲</sup> در حال ادغام شدن و عبور از خوشه اصلی می باشد. این زیرخوشه همانند یک گلوله در حال ورود به بدنه ی خوشه ی اصلی می باشد و در اثر حرکت آن در پلاسمای گازی، یک موج شوک<sup>۲۳</sup> ایجاد شده است. بررسی خواص جبهه ی این موج نشان می دهد سرعت نسبی زیر خوشه در داخل خوشه برابر  $۴۷۰۰ Km/sec$  می باشد. بررسی های مارکویچ [۹] از این دو خوشه اطلاعات بسیار جالبی را درباره ماهیت ماده تاریک افشا می سازد. چون صفحه برخورد این دو خوشه با صفحه ی آسمان انحراف زاویه ای اندکی دارد، فرصت مناسب و بی نظیری برای مشاهده ماده تاریک به دست آمده است.

همانگونه که بررسی کردیم، ساختار خوشه از یک هاله ی پلاسمای گازی با حرارات چندین میلیون درجه تشکیل شده که که

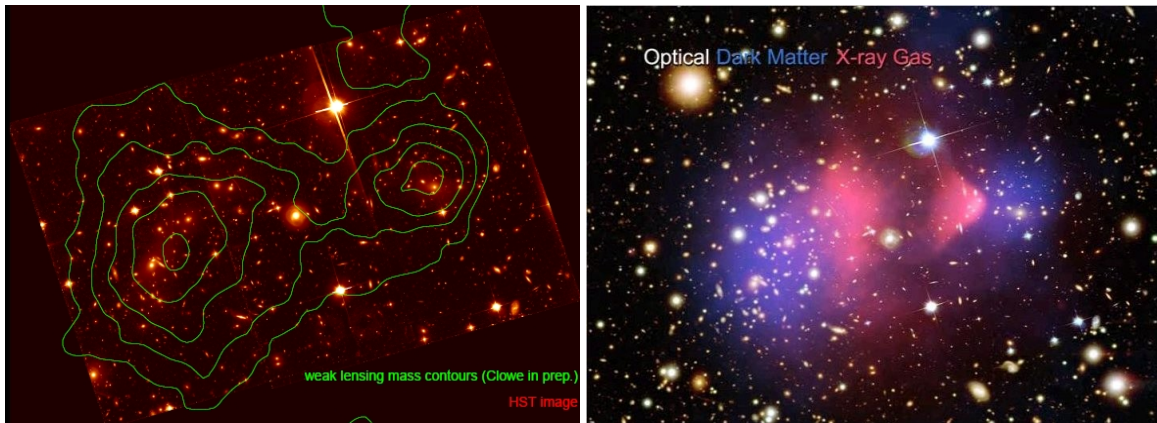
<sup>۱۹</sup>Libes

<sup>۲۰</sup>Gravitational Microlensing

<sup>۲۱</sup>Ellipticity

<sup>۲۲</sup>Subcluster

<sup>۲۳</sup>Shock wave



شکل ۴.۱: بالا: نمایش همزمان از تصاویر اپتیکی، پرتوهای  $X$  به رنگ قرمز و تجمع ماده تاریک به رنگ آبی. در شکل پایین نقاط هم‌پتانسیل گرانشی به صورت پربند از اثرهای گرانشی ضعیف به دست آمده [۸]

۹۰ درصد از ماده باریونی و مرئی در خوشه هست و مولد پرتوی  $X$  می‌باشد. اندک ماده باریونی باقیمانده ستاره‌ها هستند. ولی قسمت اعظم خوشه را هاله‌ی ماده تاریک تشکیل می‌دهد. از آنجا که ماده تاریک برهمکنش الکترومغناطیسی ندارد و حدود مشاهده دلالت بر کوچک بودن سطح مقطع پراکندگی در برهمکنش ماده تاریک دارد، لذا دو هاله ماده تاریک بدون برخورد می‌باشند و بدون آنکه تغییر زیادی در ساختار آنها ایجاد شود از داخل هم عبور می‌کنند. از طرف دیگر هاله پلاسمای گازی در دو خوشه با هم برخورد خواهند کرد و تغییر شکل خواهند داد. مشاهده پرتوی  $X$  موقعیت هاله‌ی گاز را پس از برخورد با رنگ قرمز در شکل نشان داده است. از طرف دیگر اندازه‌گیری اثر لنز ضعیف با همان روشی که قبلاً اشاره شد، نقشه‌ی تجمع جرمی را در دو خوشه مشخص می‌کند. پربندهایی که در شکل پایین مشاهده می‌کند، نقاط هم‌پتانسیل گرانشی (با دقت ۹۰ درصد) نواحی تجمع جرم ماده تاریک می‌باشد. لذا محل تقریب حضور هاله‌های ماده تاریک در شکل بالا با رنگ آبی به دست آمده است. حال با دقت در شکل می‌بینید که تمام انتظارات ما درباره حضور ماده تاریک برآورده شده است. هاله‌های گازی در برخورد با هم در مرکز برخورد متوقف شده‌اند و هاله‌های تاریک بدون برخورد از کنار هم عبور کرده‌اند. مرکز جرم خوشه‌ها با توجه به داده‌های اثر لنز، در محلی دورتر از مرکز برخورد واقع شده است و این **موید آنست که ماده‌ای بدون نور، بدون برخورد، ماده‌ای تاریک، قسمت عمده جرم خوشه را تشکیل داده است.**

### ۳.۱.۱ تابش پس زمینه کیهان

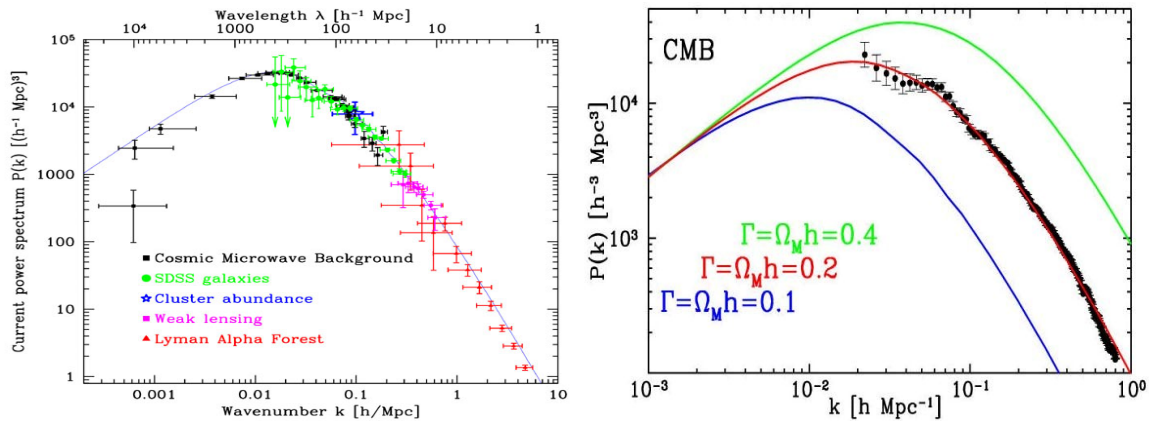
طیف توان در حقیقت همان تابع همبستگی در فضای فوریه می‌باشد. طیف توان زاویه‌ای<sup>۲۴</sup> از نقشه  $CMB$ ، حاوی اطلاعات بسیار ارزشمندی از کیهان نخستین است. جزئیات این شکل و مکان و بلندی قله‌های آن بستگی به مقادیر پارامترهای کیهان‌شناختی نظریه ما دارد. این موضوع به ما این امکان را می‌دهد تا با مقایسه طیف توانی که نظریه‌مان پیش‌بینی می‌کند و طیف توان مشاهده شده از تابش زمینه کیهانی، این پارامترها را تعیین کنیم. جدیدترین نتایج برای پارامترهای کیهان‌شناختی بر اساس طیف توان کامل تابش زمینه در نتایج داده‌های  $Planck$  موجود است. // آنچه که از تطبیق داده‌های پلانک و شبیه‌سازها به دست می‌آید، خبر از وجود مقدار زیادی ماده در عالم بسیار بیشتر از سهم ماده باریونی به می‌دهد. همچنین میزان اولیه ماده در کیهان علاوه بر قابلیت مشاهده از نقشه‌های تابش پس زمینه، از بررسی طیف توان و داده‌های رصدی از تشکیل ساختارهای بزرگ<sup>۲۵</sup> در عالم نیز قابل استخراج است. با توجه به رابطه معکوس عدد موج و طول، رشد تابع طیف توان در  $K$  های کوچک به معنی وجود ساختار

<sup>۲۴</sup>Angular Power Spectrum

<sup>۲۵</sup>Larg Scale Structure



در فاصله‌های بزرگتر است. در شکل ۵.۱ طیف توان از تابش زمینه و پروژه‌های رصدی مانند *SDSS* را مشاهده می‌کنید و در شکل دیگر تاثیر ناشی از تغییر فراوانی ماده تاریک در طیف توان ساختارهای بزرگ مقیاس و تابش پس زمینه را که از شبیه‌سازیهای عددی به دست آمده، مشاهده می‌کنید.



شکل ۵.۱: طیف توان به دست آمده از پلانک و تکمیل آن با کمک دیگر داده‌های مشاهداتی. مقایسه این طیف با شبیه‌سازی تقسیم‌بندی فوق را برای ماده و انرژی در عالم تایید میکند [۱۲]

## ۴.۱.۱ شبیه‌سازیهای بس ذره‌ای

فهم امروز ما از ساختارهای بزرگ مقیاس از حدود رضایت‌مندی هنوز فاصله دارد. توضیح چگونگی تکامل ساختارها از بذره‌های اولیه افت و خیز در چگالی اولیه پیچیده به نظر می‌رسد. این امر به دلیل حضور فرآیندی فیزیکی مانند دینامیک گازها، سرمایه‌گذاری از طریق تابش، یونیدگی فوتونها، بازترکیب و ... دشوار می‌باشد. پر کاربردترین رویکرد به مسئله ساختارهای بزرگ مقیاس استفاده از شبیه‌سازیهای بس ذره‌ای می‌باشد. امروزه با رشد توان رایانه‌ها و بسط شیوه‌های محاسباتی، این امر تسهیل بیشتری نیز یافته است. تحول ساختار غالباً با فرایند تشکیل خوشه از شرایط اولیه گرانشی، به دست آمده برای ذرات ماده تاریک تقریب زده می‌شود. سپس این تقریب با وارد کردن فرآیندهای فیزیکی که بیان شد، بهبود می‌یابد. شبیه‌سازی *Millennium* پیشرفته‌ترین شبیه‌سازی بس ذره‌ای می‌باشد که امروزه برای بررسی تشکیل ساختار استفاده می‌شود. [۱۳] در اجرای این برنامه در سال ۲۰۱۲ از پردازشگری با ۱۲۰۰۰ هسته استفاده شد و حافظه‌ی موقتی برابر ۳۰ ترابایت در نظر گرفته شد.

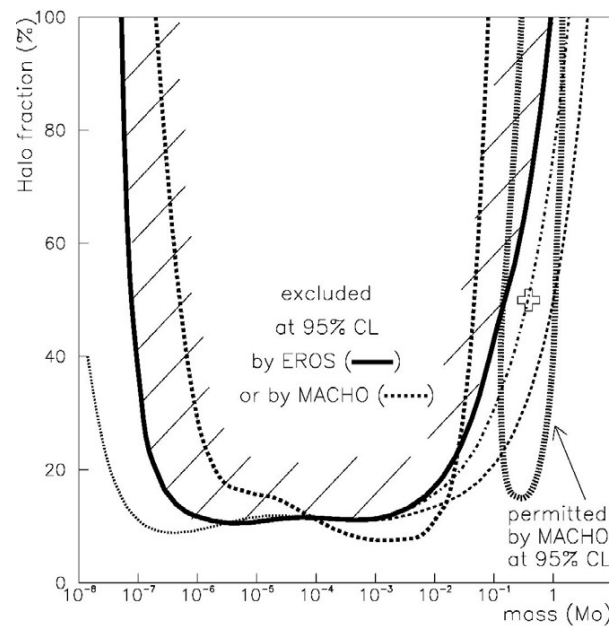
## ۲.۱ نامزدهای ماده تاریک

### ۱.۲.۱ *MACHO*<sup>۲۶</sup>

یکی از گزینه‌های ابتدایی که برای ماده تاریک بیان شد، اجرام سنگین و کم نور در هاله کهکشانی یا به اصطلاح *MACHO* بود. این اجسام جرم لازم برای ماده تاریک را تهیه می‌کردند و در عین حال نور آنچنانی از خود ساطع نمی‌کردند. *MACHO* بازه گسترده‌ای از اجسام سماوی را دربر می‌گرفت. سیاهچاله‌ها، ستاره‌های نوترونی، (که به نوعی مانند سیاهچاله بوده‌اند ولی جرم کافی را برای فروپاشی نداشته‌اند) کوتوله‌های قهوه‌ای<sup>۲۷</sup> (نوعی از کوتوله‌ها می‌باشند که ستاره‌های مردود خوانده می‌شوند، نوعاً

<sup>۲۶</sup>Massive Compact Halo Objects

<sup>۲۷</sup>Brown dwarfs



شکل ۶.۱: بر اساس نتایج *EROS*، *MACHO* این اجسام در بازه وسیعی از محدوده جرمی خود نمیتوانند سهم زیادی از ماده تاریک داشته باشند. [۱۲]

جرمی ۳۰ تا ۷۵ برابر جرم مشتری دارند ولی این ستاره‌ها جرم کافی برای شروع فرآیند گداخت هسته‌ای نداشته‌اند (از انواع این دسته هستند).

گاز و غبار در اطراف سیاه‌چاله‌ها، معمولاً باعث ایجاد قرص برهم افزایشی<sup>۲۸</sup> در اطراف آنها می‌شود. این قرص به داخل سیاه‌چاله جذب می‌شود و آن دسته از ذرات که با سرعت کافی وارد شوند، تولید فواره‌ای به بیرون از سیاه‌چاله می‌کنند که قابل رصد خواهد بود و لذا نمیتواند ماده تاریک باشد. حال اگر این سیاه‌چاله‌ها در قسمت‌های ایزوله شده از کهکشان واقع گردند قرص برهم افزایشی ندارند، ولی قطعاً سیاه‌چاله‌های ایزوله شده سهم زیادی از ماده تاریک در هاله کهکشان نخواهند داشت، زیرا باعث برهم خوردن تعادل گرانشی در کهکشان می‌گردد.

روش معمول در شناسایی این اجسام استفاده از ریزهمگرایی گرانشی (میکرولنزینگ) می‌باشد که توضیح داده شد. پروژه *MACHO* با بررسی اثر ریزهمگرایی گرانشی در مورد ۱۲ میلیون ستاره در صورت ابرهای بزرگ ماژلانی *LMC* در طول ۵ سال مدعی شد که مقدار *MACHO* که یافته شده، عموماً کوتوله‌های سفید و قرمز با جرمی نصف جرم خورشید، می‌توانند تشکیل دهنده ۲۰ درصد از ماده تاریک باشند. [۱۵] گروه تحقیقاتی *EROS* این سیگنال را تایید نکرد. آنچه در مجموع تایید شده اینست که *MACHO* در بازه  $10^{-8}$  تا  $10^0$  برابر جرم خورشید قابلیت توصیف سهم قابل توجهی از ماده تاریک را نخواهد داشت. در شکل نتایج چند آزمایش در این زمینه بر حسب سهم آنها از ماده تاریک دیده می‌شود.

### ۲.۲.۱ *MOND* یا نظریه‌های گرانش تعمیم یافته<sup>۲۹</sup>

اختلاف جرمی در سیستم‌های ستاره‌ای تنها وقتی که شتاب گرانشی به زیر یک مقدار معین، تنزل پیدا می‌کند، خود را نشان می‌دهد. لذا میلیگرام در ۱۹۸۳ اصلاح از دینامیک نیوتونی (*MOND*) را به عنوان چاره‌ای برای ماده تاریک غیرباریونی پیشنهاد داد.

این نظریات علیرغم تلاشهای زیادی که صورت گرفته است، توانایی زیاد در توجیه برخی شواهد ندارند و تستهای مناسبی برای

<sup>۲۸</sup>Accretion Disk

<sup>۲۹</sup>Modified Newtonian Dynamics

تعیین صحت آنها وجود ندارد.

### ۳.۲.۱ ذرات بازمانده کیهانی

اصلی ترین گزینه‌ی مطرح برای ماده تاریک ذره‌ای بازمانده از دوران سنتز هسته‌ای می‌باشد. به عبارت دیگر برای اینکه این ذرات بتوانند گزینه‌ای مناسب برای تشکیل ماده تاریک باشند، باید به گونه‌ای از سنتز هسته‌ای در ابتدای عالم جان به در برده باشند و در طول بازه‌ی ۱۳/۷ میلیارد سال که از آن ایام گذشته، در سرتاسر عالم حضور داشته باشند و غیر از اثرگذاری گرانشی اثر دیگری از خود بروز ندهند. خوشبختانه (از این جهت که انگیزه برای بررسی فیزیکی‌های فراتر از مدل استاندارد ذرات افزایش یافته) مدل استاندارد ذرات بنیادی پیشنهادی برای ذره‌ای که اینگونه رفتار کند نداشته است.

### ۴.۲.۱ معادله بولتزمن و ذرات بازمانده کیهانی

ذرات سنگین با برهمکنش ضعیف یا اصطلاحاً WIMP<sup>۳۰</sup> محتمل ترین گزینه‌ها در توضیح ماده تاریک می‌باشند.

در کیهان اولیه عمدتاً واکنش‌ها در تعادل شیمیایی قرار داشتند و واکنش‌های رفت و برگشت با سرعت‌های یکسانی صورت می‌گرفتند. ولی با گذشت زمان و رشد مقیاس نیازمند به بررسی برخی از برهمکنش‌ها خارج از حالت تعادل می‌باشیم. پیدایش ذرات سبک در سنتز هسته‌ای اولیه، باز ترکیب الکترون و پروتون و ایجاد هسته خنثی از هیدروژن در دمای  $0.۲۵\text{eV}$  و تولید ماده تاریک در کیهان اولیه از جمله مهمترین موارد مثال برای برهمکنش‌های نامتعادل می‌باشد.

نرخ تغییرات در فراوانی یک گونه، مستقیماً ناشی از وجود اختلاف در نرخ تولید و نابودی یک ذره می‌باشد. معادله بولتزمن بیان ریاضی از این واقعیت فیزیکی می‌باشد و ما را قادر می‌سازد تغییرات فراوانی را در واکنش‌ها خصوصاً در حالت نامتعادل<sup>۳۱</sup> بررسی کنیم. سناریوی ما برای WIMP شامل دو ذره سنگین  $X$  هست که از برخورد و واپاشی آنها دو ذره سبک و بدون جرم  $l$  تولید خواهند شد.  $X + X \rightarrow l + l$  فرض می‌کنیم این دو ذره با پلاسمای کیهانی ارتباط صمیمانه‌ای دارند و طبقاً در تعادل کامل (شیمیایی و جنبشی) به سر می‌برند (یعنی سرعت تولید و نابودی ذرات  $X$  یکسان است) پس:  $n_l = n_l^*$  اکنون تنها یک مجهول باقی مانده است و آن فراوانی  $n_X$  هست. در یک جهان انبساط‌یابنده برای واکنش فوق رابطه زیر حالت ساده شده از معادله بولتزمن برای توضیح تغییرات فراوانی ذرات  $X$  خواهد بود:

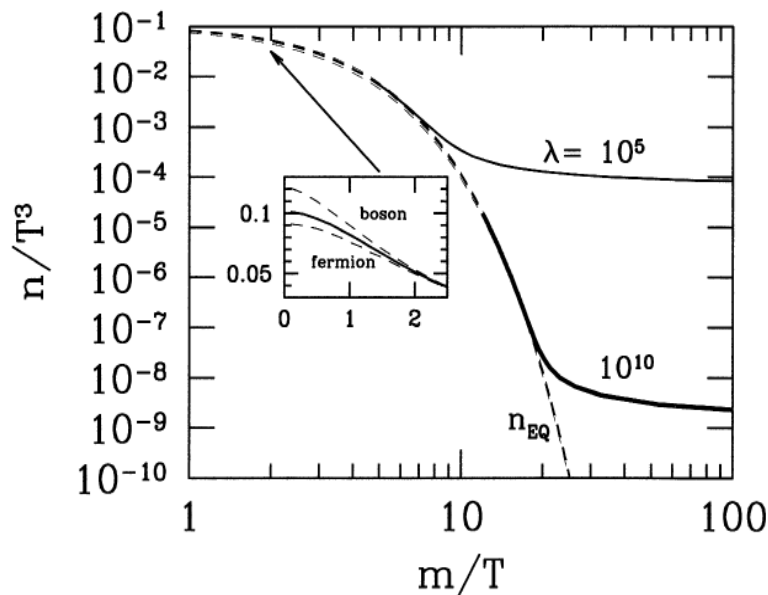
$$\frac{dY}{dx} = \frac{-\lambda}{x^2} \{Y^2 - Y_{EQ}^2\} \quad (۷.۱)$$

که در اینجا:  $Y \equiv n_X/T^3$  و با فراوانی ارتباط مستقیم دارد.  $x = m/T$  هم نسبت جرم به دماست و چون با انبساط عالم این نسبت را به افزایش است در حقیقت این کمیت به نوعی تحول زمانی را نشان می‌دهد. نسبت نرخ واپاشی به نرخ انبساط را با کمیت  $\lambda$  نشان داده‌ایم. نرخ واپاشی همان میزان تمایل ذره به برهمکنش، کمیتی مربوط به فیزیک ذرات بنیادی است و خلصت ذاتی برهمکنش و ذره می‌باشد.

حل عددی برای معادله ۴.۲.۱ برای مقادیر متفاوت از  $\lambda$  در شکل نشان داده شده است. فراوانی تا قبل از  $10 \sim m/T$  با فراوانی در حالت تعادل انطباق دارد ولی کمی بعد از آن مسیر خود را جدا می‌کند و مقدار ثابتی را حفظ می‌کند و وارد فاز انجماد فراوانی می‌شود. دلیل این رفتار چه بوده است؟ با گذشت زمان و کاهش دما فراوانی ذرات  $x$  به صورت نمایی کم می‌شود، این روند تا آنجا ادامه می‌یابد که این ذرات بسیار نایاب می‌شوند و دیگر به ندرت در پلاسمای کیهان با هم برخورد میکنند. اینجاست که واکنش از حالت تعادل خارج شده و نابودی این ذرات متوقف می‌شود.

<sup>۳۰</sup>Weakly Interacting Massive Particle

<sup>۳۱</sup>out of equilibrium state



شکل ۷.۱: حل عددی معادله بولتزمن برای ماده تاریک در دو مقدار مختلف از  $\lambda$  [۴]

نکته‌ی مهم دیگر اینکه ذرات با قدرت همکنش بیشتر، یعنی  $\lambda$  بزرگتر باشد، دیرتر منجمد می‌شوند و بیشتر در واکنش چرخه تعادل باقی می‌مانند لذا فراوانی بازمانده آنها کمتر است. فراوانی بازمانده برای یک ذره نشان‌دهنده توانایی آن ذره برای ایفای نقش ماده تاریک در کیهان امروز است. اکنون به خوبی متوجه می‌شویم که چرا در سناریوی *WIMP* ذرات مورد نظر باید سطح مقطع پراکندگی کوچک داشته باشند و ضعیف برهمکنش کنند.

در دمای مورد علاقه برای تولید ذرات ماده تاریک  $10^0 \text{ GeV}$  و با کسر انرژی اندازه گیری شده برای ماده تاریک  $\Omega_{dm} = 0.23$ ، معادلات فوق نشان می‌دهد که سطح مقطع پراکندگی باید از مرتبه  $10^{-39} \text{ cm}^2$  باشد. این نشانه بسیار امیدبخشی برای فیزیکدان‌ها می‌باشد. زیرا بسیاری از تئوری‌های موجود در حوزه ذرات بنیادی، دارای ذراتی با سطح مقطع پراکندگی در این محدوده‌اند. مهمترین این نظریه‌ها که بسیار مورد توجه جامعه فیزیکدانان قرار گرفته است. نظریه ابرتقارن است. عموماً در حیطه فیزیک ذرات بنیادی تمرکز بر ابعاد بسیار کوچک و محاسباتی با دقت‌های بسیار بالا می‌باشد. حال آنکه کیهان‌شناسی ذاتاً ریشه در فواصل بسیار زیاد و مملوء از تقریب‌های محاسباتی می‌باشد. معادله بولتزمن با ظرافت و زیبایی پلی بین این دو حیطه شگرف از فیزیک ایجاد کرده است و کیهان بی کران را حوزه آزمایشگاهی برای نظریه‌های برهمکنش ذرات بنیادی قرار داده است.

توجه به این نکته بسیار مهم است که ماده تاریک لزوماً تنها از یک نوع ذره ساخته نشده و اثبات سهم داشتن یک ذره در ماده تاریک نفی‌کنندهی حضور دیگر ذرات در ساختار ماده تاریک نیست. نظریه‌های بسیاری مانند ابر تقارن، نظریه کالوزا کلاین، مدل‌های دوتایی هیگز و غیره، سبکترین ذره‌ی پایدار خود را به عنوان ماده تاریک پیشنهاد می‌دهند.

### □ نظریه‌های ابر تقارن<sup>۳۲</sup>

این نظریه‌ها جذاب‌ترین بسط و توسعه از مدل استاندارد شناخته می‌شوند. از بررسی مدل استاندارد می‌دانیم که ذرات به دو دسته فرمیون و بوزون تقسیم می‌شوند. فرمیون‌ها سازنده ماده و فرمیون‌ها حامل برهمکنش‌ها هستند. همواره این پرسش بنیادی وجود داشته است که آیا تقارنی وجود دارد که این دو دسته را به هم مرتبط سازد...

<sup>۳۲</sup>Supersymmetry

مسئله دیگر در مدل استاندارد سلسه مراتب<sup>۳۳</sup> نامیده میشود و مربوط به تفاوت عظیم بین مقیاس انرژی پلانک و انرژی های الکتروضعیف می باشد. به طور خاص ابرتقارن در مقیاس ضعیف، یک راه حل هوشمند برای مسئله سلسه مراتب بیان می کند و با ایجاد تحول در ثوابت جفتیدگی مدل استاندارد، وحدت بخشی بین نیروها را آرزوی دیرینه فیزیکدانان است، ممکن می سازد. سبک ترین ذره ابرتقارن  $LSP$ <sup>۳۴</sup> ظاهراً گزینه ای مناسب برای ماده تاریک میباشد.

## ۵.۲.۱ کاوش مستقیم

آزمایش های کاوش مستقیم امروزه یکی از اصلی ترین روشها در مشاهده ماده تاریک هستند. ایده اصلی بسیار ساده است: اگر کهکشان مملوء از حضور ذرات  $WIMP$  است، در آن صورت بسیاری از آنها باید از زمین عبور کنند و یافتن آنها از طریق برهمکنش آنها با ماده و اندازه گیری انرژی پس زنی در اثر برخورد  $WIMP$  با هسته اتم، امکان پذیر خواهد بود. دو کمیت مهم در محاسبه علائم ماده تاریک، چگالی و تابع توزیع سرعت برای ماده تاریک در اطراف زمین و در این نقطه از کهکشان هست. اگر جرم  $m_X \gg M_{\text{nucleus}}$  و سرعت متناسب با  $300 \text{ Km/s}$  باشد، انتظار که انرژی پس زنی در حدود  $E_{\text{recoil}} \sim M_{\text{nucleus}} \sim 1 - 100 \text{ KeV}$  هست. از آنجا که این انرژی بسیار اندک هست، آشکارسازی آن نیاز به دقت بسیار بالا و حذف اثرهای پس زمینه دارد.

## آزمایشهای کاوش مستقیم

ردیاب های برودتی<sup>۳۵</sup> مبنای اصلی کارکرد گروه گسترده ای از آزمایش ها هست. در این آزمایش ها آرایه های کریستالی که بر روی آنها سطحی از تنگستن قرار دارد، استفاده شده. در اثر برخورد  $WIMP$  یا کریستال و ایجاد لرزش در ساختار آن گرما ایجاد می شود. حسگرهای لبه گذار  $TES$ <sup>۳۶</sup> که در دمای بسیار پایین و بحرانی قرار گرفته اند با تغییر بسیار اندک در دما تغییر زیادی در مقاومت دارند و توانایی شناسایی برخوردهای ناشی از  $WIMP$  را خواهند داشت.

آزمایشهای شناخته شده در این روش عبارتند از:

<sup>۳۹</sup> DAMA, EURECA, EDELWEISS, <sup>۳۸</sup> CDMS, <sup>۳۷</sup> CRESST

سیگنالهای ماده تاریک باید وابستگی زمانی خاصی داشته باشد. سرعت خورشید در صفحه کهکشانی  $10^5 \text{ m/s}$  است. زمین در مداری به دور خورشید با زاویه انحنای  $60$  درجه با سرعت  $10^4 \text{ m/s}$  در گردش است. لذا سرعت زمین در بستر ماده تاریک در فصلها متغیر است. در ماه تیر شار ماده تاریک افزایش و در ماه دی کاهش خواهد یافت. این نکته مبنای عملکرد  $DAMA$  قرار گرفته است.

دسته دیگری از ردیابها با استفاده از مایع آرگون و زنون به آشکارسازی فوتونهای آزاد شده می پردازند. مهمترین این

آزمایشها عبارتند از: <sup>۴۰</sup> LUX, XENON100, ArDM, DEAP, WARP, DarkSide

<sup>۳۳</sup>Hierarchy problem

<sup>۳۴</sup>Lightest Supersymmetry particle

<sup>۳۵</sup>Cryogenic detectors

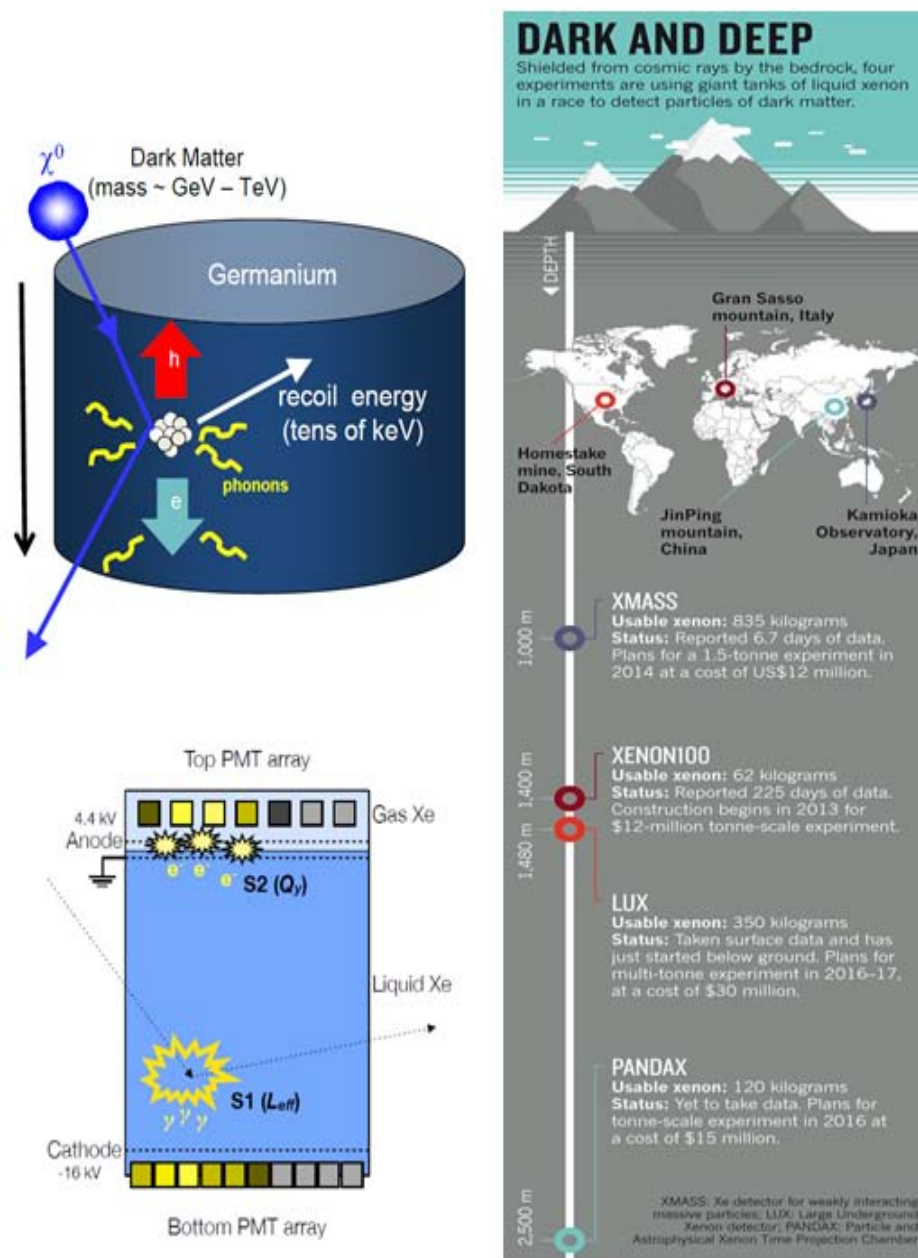
<sup>۳۶</sup>Transition Edge Sensors

<sup>۳۷</sup>Cryogenic Rare Event Search with Superconducting Thermometers

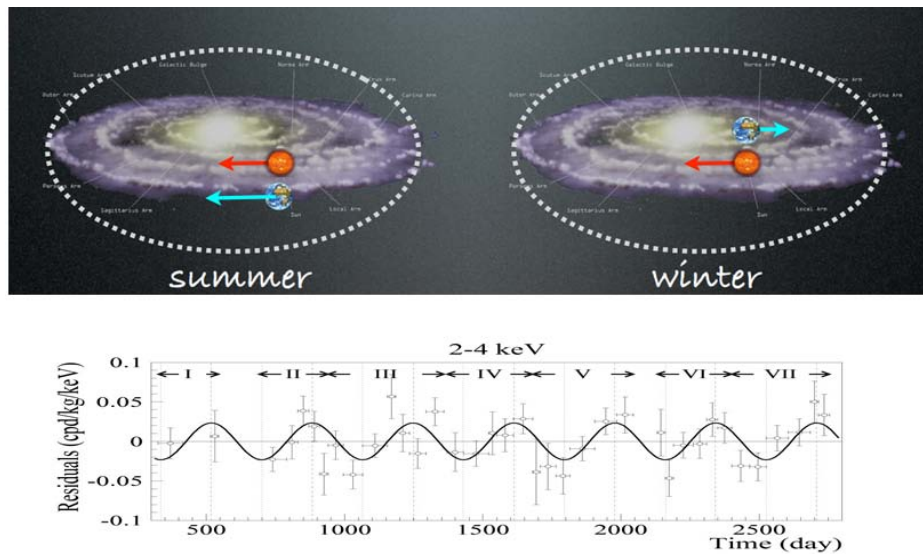
<sup>۳۸</sup>Cryogenic Dark Matter Searches

<sup>۳۹</sup>Dark Matter

<sup>۴۰</sup>Large Underground Xenon



شکل ۸.۱: نمایی از آزمایشهای مهم و در ساخت برای آشکارسازی مستقیم با پایه زنون به همراه نمودار روش آشکارسازی در این آزمایشها



شکل ۹.۱: مشاهده تغییرات متناوب سالانه در تعداد برخوردهای مشاهده شده از ماده تاریک توسط DAMA

## ۶.۲.۱ کاوش غیرمستقیم

گروه اصلی دیگر برای شناسایی ذرات ماده تاریک روشهای غیرمستقیم می‌باشد. در این روش با شناسایی ذرات تولید شده در فرآیند نابودی ماده تاریک (به اصطلاح ذرات دسته دوم)، به صورت غیر مستقیم به خواص و ماهیت ذره ماده تاریک پی خواهیم برد. علایم وجود ماده تاریک به صورت افزایش در شار پرتوهای گاما، نوترینوها، زوج‌های الکترون-پوزیترون مشاهده خواهد شد.

### آزمایشهای کاوش غیر مستقیم

□ HESS<sup>۴۱</sup>

□ AMS<sup>۴۲</sup> در سال ۲۰۱۲ این تلسکوپ به ایستگاه فضایی ملحق شد و از ابتدای ۲۰۱۳ داده‌های آن در دسترس بود است. هدف آن مشاهده تغییرات در شار ذرات باردار در جهت‌های مختلف است. در اولین نتایج در سال ۲۰۱۳ حاکی از وجود یک افزایش بدون توجیه در شار پوزیترون در یک جهت خاص بود. هنوز ارتباط نشانه‌های مشاهده شده با ماده تاریک اثبات نرسیده است.

□ PAMELA<sup>۴۳</sup> این تلسکوپ فضایی از یک طیف سنج مغناطیسی درست شده و برای شناسایی پرتوهای کیهانی، الکترو-پزیترون، پادپروتون و هسته‌های سبک در انرژی‌های  $MeV, GeV$  توانایی دارد.

□ تلسکوپ فضایی فرمی، کاوش پرتوهای گاما ( $FGST$ )<sup>۴۴</sup> این تلسکوپ که در سال ۲۰۰۸ به مدار زمین فرستاده شد، ابتدا به نام  $GLAST$  شناخته می‌شد بعداً به افتخار فرمی تغییر نام داد.

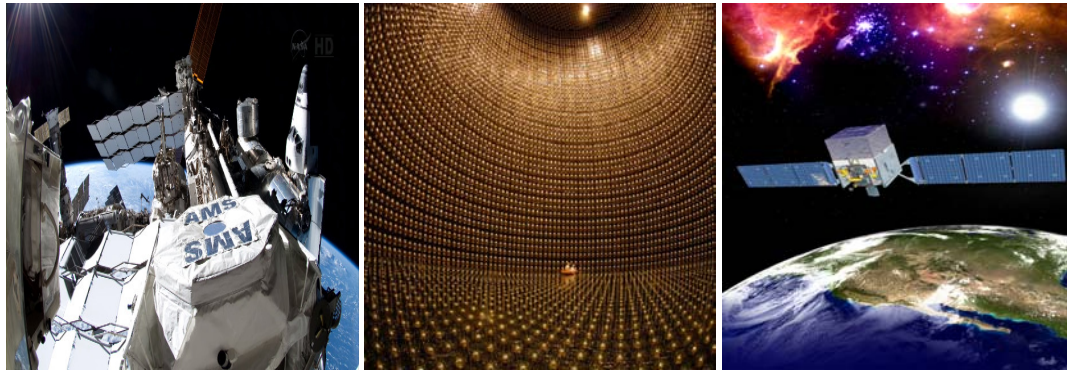
تلسکوپ‌های نوترینو علاوه بر کاربری مهمی که در فیزیک نوترینوها دارند در مطالعات مربوط به ماده تاریک نیز قرار

<sup>۴۱</sup> High Energy Spectroscopic system

<sup>۴۲</sup> Alpha Magnetic Spectrope

<sup>۴۳</sup> a Payload for Anti-Matter Expolaration and Light-nuclie Astrophysics

<sup>۴۴</sup> Fermi Gamma-ray Space Telescope



شکل ۱۰.۱: آزمایشهای Fermi, AMS, super-Kamiokande [http://lpsc.in2p3.fr/mayet/dm.php]

دارند. رصد پرتوهای گاما بسیار راحت تر از نوترینوها صورت می گیرد. در حرکت منظومه شمسی در کهکشان، خورشید ذرات  $WIMP$  را جارو می کند. در اثر برهمکنش های ضعیف بین هسته اتم ها داخل خورشید، این ذرات انرژی از دست می دهند و به دام جاذبه گرانشی خورشید می افتند. با گذر زمان بین نرخ واپاشی و نرخ به دام افتادگی نوترینوها تعادل برقرار شده است. با استفاده از این معادله و اطلاعات چگالی ماده تاریک در کهکشان در نهایت به تخمین از شار نوترینوها ناشی از ماده تاریک می رسیم. در بازه انرژی های مورد بررسی نوترینوها اغلب از ردپای میونها که در برهمکنش الکتروضعیف جریان های باردار تولید شده اند، شناخته می شوند. میونها نیز از تابش چرنکو<sup>۴۵</sup> که در فضای نزدیک به ردیاب تولید می کند، دیده می شوند. برای مشاهده نوترینوها باید تابش های زمینه ناشی از محیط و رادیواکتیو ساختار بدنه ردیاب کم باشد. لذا اعماق دریا و یخ و معادن عمیق محیط مناسبی برای این منظور هست. تلسکوپ های معروف نوترینو در ذیل آمده اند.

□ AMANDA<sup>۴۶</sup> این تلسکوپ نوترینو در قطب جنوب و در عمق ۱۵۰۰ متری واقع شده است. ۱۲ رشته متشکل از ۶۷۷ حسگر فوتونی در دایره ای به شعاع ۲۰۰ متر ساختار این تلسکوپ را می سازند. بعد از ۹ سال کارکرد به صورت رسمی به پروژه ی بعدی و بزرگتر یعنی  $ICECUBE$  ملحق شد.

□ IceCube این پروژه بسیار عظیم در قطب جنوب و به صورت مکمل  $AMANDA$  ساخته شد و ابعاد آن در حدود ۱ کیلومتر مکعب می باشد. کار ساخت آن در زمستان ۲۰۱۰ به پایان رسید. داده های اخیر این تلسکوپ مربوط به پروتون های بسیار پرجرم کیهانی بسیار بحث برانگیز بوده است.

□ ANTARES<sup>۴۷</sup> این تلسکوپ عظیم در عمق دو کیلومتری از دریای مدیترانه آرام گرفته است. مبنای عملکرد آن همانند  $ICECUBE$  هست با این تفاوت که پیرامون حسگر را به جای یخ، آب فرا گرفته است. چون آب پراکندگی بیشتری نسبت به یخ ایجاد می کند لذا تابش های زمینه که سبب ایجاد خطا در آزمایش می باشد در مقایسه با  $ICECUBE$  کمتر است.

□ super-Kamiokande تلسکوپ نوترینو در ژاپن

<sup>۴۵</sup> هنگامی که یک ذره باردار در محیط دی الکتریک با سرعت بیشتر از سرعت نور در آن محیط حرکت می کند، ذرات محیط را قطبیده می کنند. این ذرات سریعاً با رها کردن فوتون به حالت اولیه برمی گردند. این فوتونها از ذره کندتر هستند و لذا پدیده ای همانند امواج فراصوت رخ خواهد داد. قلب راکتورها به همین علت نورانی می باشد.

<sup>۴۶</sup> Antarctic Muon And Neutrino Detector Array

<sup>۴۷</sup> Astronomy with Neutrino Telescope and Abyss Environmental Research



در [۱۴] آدرس‌دهی کامل و جامعی از آزمایش‌های کاوش مستقیم و غیرمستقیم ماده تاریک به همراه نشانی درگاه رسمی هر کدام از آزمایش‌ها یافت میشود.

### نتیجه

شواهد متعدد ناشی از حضور ماده تاریک شک کمی درباره وجود آن باقی گذاشته است. علیرغم وجود نظریه‌های متعدد، جامعه علمی ذرات بازمانده کیهانی را اصلی‌ترین گزینه برای ماهیت ماده تاریک میدانند. بن‌بست‌های موجود در یافتن نظریات و رای مدل استاندارد در حوزه ذرات بنیادی و ردپای احتمالی ذرات فیزیک جدید در مساله ماده تاریک، فیزیکدانان ذرات بنیادی را نیز به این حوزه علاقه مند کرده است. لذا در سالهای اخیر نوعی بسیج علمی و حرکتی گسترده برای کاوش ماده تاریک صورت گرفته است. آنچه از آزمایش‌های عظیم و متعدد در کاوش‌های مستقیم و غیرمستقیم ذکر شد، اثباتی بر این مدعاست. نتایج آزمایش‌هایی چون DAMA و CDMS، پرتوهای گاما توسط فرمی که اخیراً از مرکز کیهکشان مشاهده شده و تفاوت کسر پزیترون-الکترون مشاهده شده توسط AMS همگی مژده از احتمال یافتن اسرار هویت ماده تاریک در آینده‌ای نزدیک خواهند داشت. تحولات سریع و هیجان‌انگیز علم کیهان‌شناسی در دهه اخیر تازه ابتدای حرکتی است که در آینده‌ای نه چندان دور ما را به درک عمیقتری از ساختار کیهان و اجزای سازنده‌اش خواهند رساند. در [۱] و [۶] توضیحاتی جامع و تخصصی در حوزه ماده تاریک ارائه شده است.

## کتاب نامه

[۱] ”بررسی ذرات مدل دوتایی هیگز به عنوان ماده تاریک در کیهان” ، پایان نامه کارشناسی ارشد، دانشگاه شهید بهشتی ۱۳۹۲ س.م فیروزآبادی

[۲] ”منحنی چرخش کهکشان  $M33$  و نظریه ی گرانش تعمیم یافته” : پایان نامه کارشناسی ارشد، یاسر خسروانجم

[۳] ”اندازه گیری شکل کهکشانها در کاتولوگهای لنز گرانشی ضعیف” پایان نامه کارشناسی ارشد ، زهرا شیخ الاسلامی، دانشگاه بهشتی

[4] Dodelson, S., *Modern Cosmology* , Academic Press (2003)

[5] Weinberg, S., *Cosmology*, Oxford University Press (2008)

### **papers:**

[6] ”Particle Dark Matter: Evidence Candidates and Constraints” Bertone, Hooper .  
[Arxiv:0404175]

[7] ”NGC6503 galaxy” Begeman et al ,1991 :MNRAS,249,523

[8] ”<http://hybblesite.org>”

[9] ”Catching a bullet :direct evidence of DM” Markevitch et.al [Arxiv:0611649V1]

[10] TASI lectures on DM , Dan Hooper 2009

[11] Planck 2013 results , Cosmological parameters

[12] ”TASI lectures on Dark Matter” , Edward Kolb

[13] :<http://www.mpa-garching.mpg.de/galform/virgo/millennium/>

[14] ”<http://lpsc.in2p3.fr/mayet/dm.php>”

[15] ”The MACHO project :Microlensing Result from 5.7 Year of LMC Observatio”