บทที่ 5
ฟิสิกส์ของดวงดาว

ดาวในที่นี้เราหมายถึงดาวฤกษ์ ดาวฤกษ์นั้นเป็นก้อนสสารขนาดใหญ่รวมตัวกันเป็นก้อนด้วยแรงโน้มถ่วงระหว่างอะตอมของสสารนั้น โดยที่ก้อนสสารเหล่านี้ได้วิวัฒนาการมาจากการยุบตัวลงของแก๊สและฝุ่นขนาดมหึมา ในขณะยุบตัวลงจะเกิดการหมุนวนซึ่งเป็นผลให้ดาวฤกษ์มีสัณฐานเป็นลูกกลมและหมุนรอบตัวเอง ดาวฤกษ์ส่วนมากจะมีสัณฐานใกล้เคียงกับทรงกลม เช่น ดวงอาทิตย์ซึ่งเป็นดาวฤกษ์สามัญดวงหนึ่ง สำหรับดาวฤกษ์ที่หมุนรอบตัวเองอย่างเร็วมาก จะมีสัณฐานแป้นตามหลักของแรงหนีศูนย์กลาง มวลสารในระดับใดระดับหนึ่งภายในดาวฤกษ์ดวงนั้นจะอยู่ในสถานะสมดุล โดยมีแรงโน้มถ่วงเข้าสู่ศูนย์กลางและมีแรงดันรังสีผลักไว้ในทิศตรงข้าม ดาวฤกษ์จึงทรงขนาดไว้คงที่สม่ำเสมอด้วยความสมดุลของแรงทั้งสองนี้ สำหรับแรงดันของรังสีเกิดขึ้นจากปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์ ซึ่งเกิดอยู่ในบริเวณใจกลางของดาวฤกษ์นั้น และเป็นแหล่งพลังงานของดาวที่ให้รังสีแผ่ออกรอบด้านได้ตลอดเวลา ดังเช่นแสงสว่างจากดวงอาทิตย์ก็ได้จากปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์นี้

ในการศึกษาโครงสร้างและบรรยากาศของดาวซึ่งอยู่ห่างจากเราออกไปไกล ๆ นั้น เราต้องใช้วิชาดาราศาสตร์ฟิสิกส์ เช่น บรรยากาศของดาวอาจศึกษาและวิเคราะห์ได้ด้วยเครื่องบันทึกสภาพสเปกตรัม (Spectrograph) นักดาราศาสตร์ฟิสิกส์สามารถคำนวณหาอุณหภูมิพื้นผิวและองค์ประกอบทางเคมีของดาวได้จากสเปกตรัม นอกจากนี้โครงสร้างและวิวัฒนาการของดาวสามารถศึกษาจากแผนภาพความสัมพันธ์ เฮิร์ตซ์สปรุงรัสเซลล์ โดยศึกษาปริมาณต่าง ๆ ที่สังเกตได้ เช่น ความสว่าง อุณหภูมิพื้นผิว ขนาด และมวล นำมาเป็นข้อมูลในการสร้างแบบจำลองโครงสร้างและวิวัฒนาการของดาว นับตั้งแต่วินาทีแรกที่ดาวดวงนั้นกำเนิดขึ้นจนเป็นดาวปกติและดาวยักษ์ จนถึงขั้นสูญเสียมวลไปมาก และจบลงกลายเป็นดาวแคระขาวหรือดาวนิวตรอน นอกจากนี้ยังศึกษาเรื่องแหล่งกำเนิดพลังงานของดาวซึ่งเกิดจากปฏิกิริยานิวเคลียร์ในวัฏจักรคาร์บอน-ไนโตรเจน ซึ่งเปลี่ยนไฮโดรเจนเป็นฮีเลียมในใจกลางของดาวฤกษ์ และปฏิกิริยาแบบโปรตอน-โปรตอน

5.1 สเปกตรัมของดาว

สเปกตรัมของดาวส่วนมากจะแสดงเส้นมืดปรากฏบนฉากพื้นหลังของสเปกตรัม

ต่อเนื่อง อาศัยจากกฎของเคิร์ซฮอฟฟ์ชี้ให้เห็นว่า ดาวทั้งหลายจะต้องมีอุณหภูมิแตกต่างกันในชั้นต่าง ๆ ของบรรยากาศ โดยที่ใจกลางซึ่งเป็นแหล่งกำเนิดพลังงานการแผ่รังสีต่อเนื่องเป็นส่วนที่ร้อนกว่า และล้อมรอบด้วยพื้นผิวซึ่งเป็นแก๊สที่เย็นกว่า จึงทำให้มีสเปกตรัมเส้นมืดปรากฏ เส้นมืดเหล่านี้เกิดจากการเปลี่ยนแปลงระหว่างระดับล้อมด้วยกันในอะตอมของแก๊ส เส้นสเปกตรัมที่เด่นชัดที่สุดเนื่องจากบรรยากาศของดาวฤกษ์ก็คือเส้นบัลเมอร์ของไฮโดรเจน แสดงว่าบรรยากาศของดาวฤกษ์ส่วนใหญ่ประกอบด้วยแก๊สไฮโดรเจน

5.1.1 การวิเคราะห์ความเข้มของเส้นมืดในบรรยากาศของดาวฤกษ์

เราสามารถวิเคราะห์ความเข้มของเส้นสเปกตรัมบัลเมอร์ได้ ถ้าเราทราบแน่นอนว่าในบรรยากาศของดาวฤกษ์มีจำนวนไฮโดรเจนกี่อะตอมที่มีอิเล็กตรอนอยู่ในสถานะตื่นตัวที่หนึ่งหรือที่ $n = 2$ นั่นเอง วิธีที่ทำได้ง่ายที่สุดก็คือ โดยสมมติว่าอะตอมทุกตัวมีการชนกันและการชนกันนั้นดำเนินไปนานจนกระทั่งอยู่ในสภาวะคงตัว (Steady-State) ซึ่งหมายความว่าไม่ว่าเราจะพิจารณาบรรยากาศของดาวฤกษ์เมื่อใด เราจะพบจำนวนอะตอมในสถานะตื่นตัวใด ๆ มีค่าเหมือนเดิมเสมอ เราเรียกจำนวนอะตอมในสถานตื่นตัวใด ๆ นี้ว่าจำนวนพาร์ทิชัน (Partition Number) เรากำหนดด้วย N และจำนวนพาร์ทิชันนี้จะเป็นตัวบ่งบอกความเข้มในเส้นมืดของสเปกตรัม ต่อไปเราจะพิจารณาความสัมพันธ์ระหว่างจำนวนพาร์ทิชันในสถานะพลังงานต่าง ๆ กับอุณหภูมิของดาวฤกษ์ ซึ่งเป็นไปตามสูตรการตื่นตัวโบลต์ซมันน์ (Boltzmann Excitation Formula) เราพิจารณาระดับพลังงานสองระดับในอะตอมคือ k และ j โดยให้สถานะตื่นตัวที่สูงกว่าเป็นสถานะของระดับพลังงาน j และสถานะต่ำกว่าซึ่งอาจจะเป็นสถานตื่นตัวหรือสถานะพื้นก็ได้เป็นสถานะของระดับพลังงาน k และกำหนดให้

$$E_{jk} = E_j - E_k \tag{5.1}$$

ซึ่งเป็นผลต่างของสองระดับพลังงานนั้น E_{jk} เรียกว่าพลังงานแห่งการตื่นตัว (Excitation Potential)

โบลต์ซมันน์พบว่าภายใต้สภาวะซึ่งอะตอมมีการชนกันเกิดขึ้น อุณหภูมิสัมบูรณ์ (T) ใด ๆ จะสัมพันธ์กับจำนวนของอะตอมในระดับพลังงาน j (N_j) เทียบกับจำนวนอะตอมในระดับพลังงาน k (N_k) ดังนี้

$$\frac{N_j}{N_k} = \frac{g_j}{g_k} e^{-(E_j - E_k)/KT} \tag{5.2}$$

เมื่อ g_j และ g_k คือน้ำหนักเชิงสถิติ (Statistic Weight) เป็นปริมาณซึ่งขึ้นกับระดับพลังงานของ k และ j K คือค่าคงที่โบลต์ซมันน์ สมการ (5.2) บอกให้เราทราบว่า ถ้าความแตกต่างของพลังงานในระดับ k และ j มีค่ามาก จำนวนอะตอมที่อยู่ในสถานะตื่นตัว j จะ

น้อยที่อุณหภูมิ T กำหนดให้ใด ๆ แต่ถ้าหากอุณหภูมิสูงขึ้นก็จะทำให้มีจำนวนอะตอมอยู่ในสถานะตื่นตัวมากขึ้น

สำหรับกรณีของดวงอาทิตย์ซึ่งเราทราบว่ามีอุณหภูมิที่พื้นผิวประมาณ 5800 K จากสมการ (5.2) จะเห็นได้ว่า โดยเฉลี่ยแล้วจะมีอะตอมประมาณ 4 ตัว ในจำนวนพันล้านอะตอมที่ถูกกระตุ้นขึ้นไปในสถานะตื่นตัวแรก ซึ่งเป็นระดับพลังงานที่อิเล็กตรอนสามารถดูดกลืนโฟตอน แล้วทำให้เกิดเส้นมืดของบัลเมอร์ได้ ดังนั้นเส้นมืดของบัลเมอร์จะมีความเข้มน้อยสำหรับดาวประเภทดวงอาทิตย์ และการที่เส้นมืดบัลเมอร์สามารถปรากฏบนแถบสเปกตรัมแบบต่อเนื่องได้ เนื่องจากบรรยากาศของดาวประกอบด้วยแก๊สไฮโดรเจนเป็นจำนวนมหาศาล นอกจากนี้เรายังสามารถพบเส้นบัลเมอร์ได้แม้ในสเปกตรัมของดาวที่มีอุณหภูมิต่ำกว่าดวงอาทิตย์ เช่นดาวสีแดง

ถ้าเราพิจารณาดาวที่มีอุณหภูมิพื้นผิวสูง ๆ อัตราส่วนของ N_j/N_k จะเพิ่มขึ้น เส้นมืดของบัลเมอร์ก็จะปรากฏเด่นชัดขึ้น ตัวอย่างเช่นดาวซีรีอุสซึ่งมีอุณหภูมิพื้นผิวประมาณ 10,000 K จะมีอะตอมที่ถูกกระตุ้นขึ้นไปในสถานะตื่นตัวแรกประมาณ 3 อะตอมในทุก ๆ 10,000 อะตอม ดังนั้นจึงเห็นได้ว่า ดาวประเภทนี้จะมีอะตอมของไฮโดรเจนมากกว่าดาวประเภทดวงอาทิตย์ถึง 100,000 เท่า และนี่ก็เป็นเหตุผลว่าทำไมดาวประเภท A บนแถบขบวนหลักจึงมีเส้นมืดของบัลเมอร์ที่เข้มมาก

สำหรับดาวซึ่งมีอุณหภูมิสูงกว่าดาวประเภท A บนแถบขบวนหลัก จากสมการ (5.2) แสดงให้เห็นว่า อะตอมที่มีอิเล็กตรอนอยู่ในสถานะพื้นมีน้อยมาก และจำนวนอะตอมที่มีอิเล็กตรอนอยู่ในสถานะตื่นตัวแรกก็ลดลงเมื่อเทียบกับจำนวนอะตอมที่แตกตัวเป็นไอออน ดังนั้นจึงกล่าวได้ว่า ดาวประเภท A จะมีเส้นมืดบัลเมอร์เข้มที่สุด และความเข้มจะลดลงเรื่อย ๆ เมื่อพิจารณาดาวที่มีอุณหภูมิสูงขึ้นไป และจำนวนอะตอมที่แตกตัวเป็นไอออนก็จะสูงขึ้นเป็นจำนวนมากเนื่องจากผลของการชน

การแตกตัวเป็นไอออนจะเกิดขึ้นเมื่ออิเล็กตรอนในสถานะปกติของอะตอมได้รับพลังงานเท่ากับพลังงานแห่งการแตกตัวเป็นไอออน ซึ่งอาจเกิดขึ้นโดยการชนระหว่างอะตอมหรือการดูดกลืนโฟตอนก็ได้ เมื่ออิเล็กตรอนหลุดออกจากอะตอมมากขึ้น โอกาสที่ไอออนจะจับตัวรวมกับอิเล็กตรอนเพื่อกลับกลายเป็นอะตอมเป็นกลางจะมีมากขึ้นด้วย เมื่อถึงสภาวะสมดุลของการแตกตัวเป็นไอออนหรือถึงสถานะลงตัว (Steady-State) อัตราการแตกตัวเป็นไอออนจะเท่ากับอัตราการรวมตัวกับอิเล็กตรอน สมการที่แสดงความสมดุลนี้เรียกว่า สมการซาฮา ซึ่งนักฟิสิกส์ชาวอินเดีย ชื่อ ซาฮา (Meghnad N. Saha) ได้สร้างขึ้นใน

ปีค.ศ. 1922 เพื่อศึกษาการแตกตัวเป็นไอออนของอะตอมในบรรยากาศของดาวฤกษ์ สมการซาฮาสามารถเขียนได้ดังนี้

$$\frac{N_{\pm}}{N_o} = A\frac{(KT)^{3/2}}{N_e} \exp[-X_o/KT] \qquad (5.3)$$

เมื่อ N_+ คือ ความหนาแน่นของจำนวนอะตอมที่แตกตัวเป็นไอออน

N_o คือ ความหนาแน่นของจำนวนอะตอมที่เป็นกลางในระดับพลังงานพื้นฐาน

A คือ คงที่

N_e คือ ความหนาแน่นของจำนวนอิเล็กตรอน

T คืออุณหภูมิสัมบูรณ์

และ X_o คือพลังงานแห่งการแตกตัวเป็นไอออน คิดจากระดับพื้นฐานของอะตอมที่เป็นกลาง

สมการแห่งการตื่นตัวของโบลต์ซมันน์ [สมการ (5.2)] เราใช้กับระดับพลังงานใด ๆ สองระดับไม่ว่าเป็นของไอออนหรืออะตอมที่เป็นกลาง ในทำนองเดียวกันสมการแห่งการแตกตัวเป็นไอออนของซาฮา [สมการ (5.3)] เราก็อาจจะเขียนในรูปทั่วไปให้ใช้ได้กับอัตราส่วน N_{i+1}/N_i ใด ๆ ระหว่างสภาพไอออนที่ i+1 และกับสภาพไอออนที่ i ดังนี้

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = A\frac{(KT)^{3/2}}{N_e} \exp[-X_i/KT] \qquad (5.4)$$

โดยที่ X_i คือพลังงานแห่งการแตกตัวเป็นไอออนของสภาพไอออนที่ i คิดจากระดับพลังงานพื้นฐาน ซึ่งเราเห็นได้ว่าจำนวนไอออนในระดับสูงจะเพิ่มขึ้นตามอุณหภูมิที่เพิ่มขึ้นและตามค่าของ X_i ที่ลดลง

เราจะใช้สมการ (5.4) กับดาวฤกษ์ประเภทดวงอาทิตย์ในการหาอุณหภูมิและความหนาแน่นของพื้นผิวจากสเปกตรัมของดาวได้ เช่นที่อุณหภูมิประมาณ 5,000 ถึง 7,000 K (แคลเซียมส่วนใหญ่จะอยู่ในรูป Ca II) เราพบว่าดวงอาทิตย์มีเส้นสเปกตรัมของแคลเซียม Ca II เข้มมาก ดังนั้นดวงอาทิตย์จะต้องมีอุณหภูมิอยู่ในช่วงนี้ แต่ถ้าดาวดวงนั้นมีความหนาแน่นต่ำกว่าดวงอาทิตย์แต่ยังคงแสดงเส้นของ Ca II ที่ความแรงพอ ๆ กับดวงอาทิตย์ ดังนั้นมันจะต้องมีอุณหภูมิพื้นผิวต่ำกว่าดวงอาทิตย์ เพราะว่าเมื่อ N_e มีค่าลดลง อุณหภูมิ T จะต้องมีค่าลดลงด้วยเพื่อทำให้อัตราส่วน N_{i+1}/N_i มีค่าคงที่ตามสมการ (5.4) จากสเปกตรัมของดวงอาทิตย์ยังพบว่า จะมีอะตอมของ แมกเนเซียม Mg II มากกว่า Mg I ถึง 30 เท่า หรือมีอะตอมแมกเนเซียมที่เป็นกลางอยู่ 3 เปอร์เซ็นต์ ดังนั้นเราจะพบเส้นสเปกตรัมของแมกเนเซียมที่เป็นกลางด้วย และในกรณีของอะลูมิเนียม (Aluminium) ก็มีสภาพแบบเดียวกัน

สำหรับดาวที่มีอุณหภูมิสูง เช่น ดาวซีรีอุส เราจะพบว่าไม่เพียงแต่จะมีอะตอมของแคลเซียม Ca II เป็นจำนวนมากเท่านั้น แต่ยังมี Ca III เป็นจำนวนมากพอ ๆ กันอีกด้วย

ในการถ่ายภาพสเปกตรัมของดาว เราจะใช้กล้องโทรทรรศน์รวมแสงจากดาวให้ไปตกยังเครื่องวัดสเปกตรัม (Spectrometer) หรือเครื่องบันทึกสเปกตรัม โดยเครื่องบันทึกสเปกตรัมจะทำหน้าที่กระจายแสงออกเป็นความยาวคลื่นต่าง ๆ แล้วถ่ายบันทึกไว้ในฟิล์มหรือแผ่นถ่ายภาพ เพื่อที่จะเก็บบันทึกภาพสเปกตรัมไว้ได้มากที่สุดในการสังเกตการณ์แต่ละครั้ง เราจะใช้ปริซึมออบเจกทีฟ (Objective Prism) บังอยู่ข้างหน้าของเลนส์หรือกระจกเงาออบเจกทีฟของกล้องโทรทรรศน์ ทำให้ได้สเปกตรัมของดาวทุกดวงที่เห็นในกล้องพร้อม ๆ กัน แต่ถ้าเราสนใจเฉพาะโชติมาตรปรากฏ หรือดัชนีสีของดาว เราก็ไม่จำเป็นต้องเก็บภาพสเปกตรัมของดาว แต่เพียงกรองแสงของดาวที่บางความยาวคลื่นและวัดโชติมาตร U, B และ V ไว้แล้วนำไปหาค่าดัชนีสี อุณหภูมิยังผล และโชติมาตรสัมบูรณ์ได้

5.1.2 การจัดประเภทสเปกตรัม

ในปีค.ศ. 1863 **เอนจีโล เซกจิ (Angelo Secchi)** เป็นคนแรกที่ได้จัดประเภทของสเปกตรัมของดาว แต่ระบบที่ใช้ในปัจจุบันเป็นของกลุ่มนักดาราศาสตร์ฮาร์วาร์ดที่ได้ตีพิมพ์ในหนังสือรายนามของ **เฮนรี่ แดรเปอร์ (Henry Draper Catalogue)** และกลายเป็นที่รู้จักกันดีว่า การจัดประเภทแดรเปอร์ (Draper Classification) จุดมุ่งหมายในการจัดประเภทสเปกตรัมก็เพื่อหาระบบการจัดเรียงอันดับของสเปกตรัม ให้มีลักษณะทั้งหมดเปลี่ยนแปลงอย่างราบเรียบเท่าที่จะทำได้จากปลายของอันดับหนึ่งไปยังอีกอันดับหนึ่ง ขั้นตอนเหล่านี้เมื่อใช้กับดัชนีสีก็จะเห็นได้อย่างชัดเจน ดัชนีสีเป็นเลขจำนวนอย่างง่าย เมื่อเรานำมาจัดเรียงเป็นขนาดตัวเลขหรือการจัดประเภทของสีของมัน มันจะวางอยู่ในตำแหน่งเรียงลำดับสีได้อย่างราบเรียบ

ในระบบแดรเปอร์ได้จัดแบ่งประเภทของดาวตามความแรงของเส้นบัลเมอร์ต่อมาได้ปรับปรุงใหม่โดยให้คล้องจองกับลำดับอุณหภูมิ จากอุณหภูมิสูงไปหาอุณหภูมิต่ำ ซึ่งได้จัดแบ่งประเภทของดาวออกเป็นเจ็ดกลุ่ม กำหนดด้วยตัวอักษร O B A F G K และ M (เพื่อให้จำได้ง่ายมีผู้แนะนำให้ท่องประโยคว่า Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me!) แต่ละกลุ่มตัวอักษรยกเว้น O ได้แบ่งย่อยออกอีก 10 อันดับ ซึ่งกำกับด้วยตัวเลขจาก 0 ถึง 9 สำหรับกลุ่ม O แบ่งย่อยออก เริ่มจาก 5 ถึง 9 ดังนั้น A5 จึงเป็นดาวที่อยู่อันดับครึ่งทางระหว่าง B0 ถึง A0 ในสเปกตรัมของมัน ลักษณะเป็นสเปกตรัมของดาวที่ต่างกันมีการเปลี่ยนแปรค่อนข้างสม่ำเสมอจากแบบก่อน O จนถึงแบบหลัง M (พจน์แบบก่อน O หมายถึงลำดับสเปกตรัมอยู่ใกล้ ๆ กับ O5 และพจน์แบบหลัง M หมายถึงลำดับใกล้ ๆ กับ M9 ดังนั้นดาวแบบก่อน A ก็คือดาวที่

อยู่ลำดับประมาณ A0 ถึง A2 ขณะที่ดาวแบบหลัง A คือดาวที่ชนิดสเปกตรัมของมันมีลำดับประมาณ A7 ถึง A9) ตัวอย่างเช่นดวงอาทิตย์มีสเปกตรัมเป็นแบบ G2 สมบัติต่าง ๆ ของสเปกตรัมที่ใช้เป็นหลักในการแบ่งประเภท ได้แสดงในตาราง 5.1 ดังนี้

ตาราง 5.1
การแบ่งประเภทสเปกตรัมแบบเฮนรี แดรเปอร์

แบบสเปกตรัม	สมบัติสำคัญ	หลักในการแบ่ง
0	- ดาวสีฟ้าที่ร้อนที่สุด - มีเส้นสเปกตรัมจำนวนน้อย - เส้นของ He II เด่น	- เส้นของ He II มีความแรงมาก - เส้นของ He I มีความแรงน้อย แต่จะแรงมากขึ้น จาก O5 ถึง O9 - เส้นบัลเมอร์ของไฮโดรเจนเด่นมาก แต่ยังอ่อนอยู่ ถ้าเทียบกับดาวแบบหลัง - ปรากฏเส้นของ Si IV, O III, N III และ C III
B	- ดาวสีฟ้าที่ร้อน - เส้นมีมากขึ้น - เส้นของ He I เด่น	- เส้นของ He I เด่น โดยมีความแรงมากที่สุดที่ B2 - เส้นของ He II เกือบไม่เห็นเลย - เส้นของไฮโดรเจนมีความแรงเพิ่มขึ้นจาก B0 ถึง B9 - ปรากฏเส้นของ Mg II, Si II.
A	- ดาวสีฟ้า - มีเส้นของโลหะที่แตกตัวเป็นไอออน - เส้นของไฮโดรเจนเด่น	- เส้นของไฮโดรเจนมีความแรงสูงสุดที่ A0 - เส้นของไอออนของโลหะ (Fe II, Si II, Mg II) มีความแรงสูงสุดที่ A5 - เส้นของ Ca II มีความแรงเพิ่มขึ้น - เส้นของโลหะที่เป็นกลาง ปรากฏอ่อน ๆ
F	- ดาวสีขาว - เส้นของไฮโดรเจนอ่อนลง	- เส้นของไฮโดรเจนอ่อนลงอย่างรวดเร็ว - เส้น H และ K ของ Ca II แรงขึ้น

แบบสเปกตรัม	สมบัติสำคัญ	หลักในการแบ่ง
	- เส้นของโลหะที่เป็นกลางแรงขึ้น	- เส้นของโลหะที่เป็นกลาง (Fe I และ Cr I) แรงกว่าเส้นของไอออนโลหะในดาวแบบหลังของ F
G	- ดาวสีเหลือง - เส้นของโลหะมีมาก - เส้นของ Ca II เด่น	- เส้นของไฮโดรเจนอ่อนลงมาก - เส้น H และ K ของ Ca II มีความแรงสูงสุดที่ G2 - เส้นของโลหะที่เป็นกลาง (Fe I, Mn I, Ca I) แรงขึ้น แต่เส้นของไอออนโลหะอ่อนลง - แถบ G ของ CH มีความแรงขึ้น
K	- ดาวสีแดง - แถบของโมเลกุลเริ่มปรากฏ - เส้นของโลหะที่เป็นกลางเด่น	- เส้นของไฮโดรเจนเกือบหายไปหมด - เส้นของ Ca มีความแรงมาก - เส้นของโลหะที่เป็นกลางเด่นมาก - แถบโมเลกุล TiO เริ่มปรากฏในดาวแบบหลังของ K
M	- ดาวสีแดงที่เย็นที่สุด - เส้นของโลหะที่เป็นกลางแรงมาก - แถบโมเลกุลเด่น	- เส้นของโลหะที่เป็นกลางแรงมาก - แถบโมเลกุลเด่นมาก โดยมีแถบของ Ti 0 เด่นที่สุดในแบบ M5 - ปรากฏมีแถบของ VO (แวนาเดียมออกไซด์)

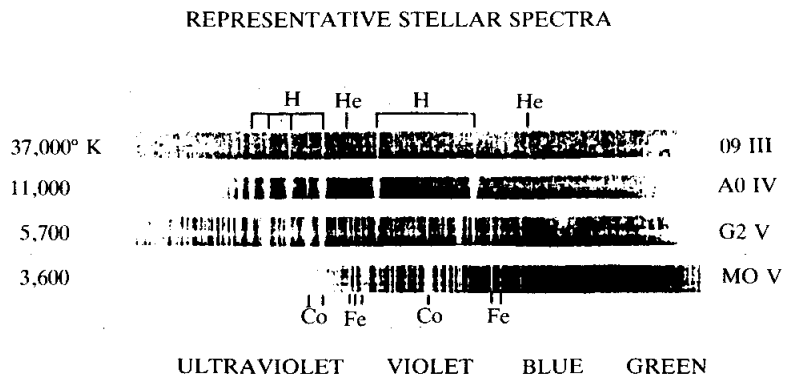
ในการจัดประเภทของแดรเปอร์ มีการเรียงลำดับของอุณหภูมิด้วยซึ่งเป็นอุณหภูมิสีในทางปฏิบัติเราจะวัดค่าดัชนีสีของดาว ซึ่ง CI = B−V แล้วนำไปใช้หาค่าอุณหภูมิสี ถ้าคิดว่าสเปกตรัมของดาวเป็นไปตามกฎของพลังค์ดัชนีสีก็จะให้ค่าอุณหภูมิโดยตรง

ในระบบการจัดประเภทของแดรเปอร์เป็นการแบ่งประเภทของดาวตามอุณหภูมิ T เพียงมิติเดียว แต่ดาวมีค่าโชติมาตรสัมบูรณ์หรือสภาพส่องสว่างไม่เท่ากัน ดังนั้นจึงควรแบ่งประเภทดาวเพิ่มขึ้นอีก 1 มิติ เป็น 2 มิติ

การจัดประเภทดาวแบบสองมิติก็มีระบบของมอร์แกน-คีแนน (W.W. Morgan and P.C. Keenan) เรียกว่าระบบ เอ็ม เค (M K system) ซึ่งเป็นระบบที่ใช้กันทั่วไป ในปัจจุบัน

โดยแบ่งตามอุณหภูมิสีและความสว่าง มิติหนึ่งจะเหมือนกับของระบบแดรเปอร์เก่าซึ่งเริ่มจาก O5 จนถึง M9 และประกอบด้วยชั้นเป็นช่วง ๆ ประมาณ 70 ชั้น ไม่ต่อเนื่อง มิติที่สองแบ่งตามความสว่าง ซึ่งแบ่งดาวออกเป็นหกกลุ่มเท่านั้นได้แก่ Ia, Ib, II, III, IV และ V บางครั้งจะต้องใช้ชั้นที่อยู่ระหว่างกลาง เช่น I_{ab} IV–V ด้วย การจัดประเภทของดาวที่สมบูรณ์จึงต้องรวมเอาการแบ่งทั้งสองมิติเข้าด้วยกัน ตัวอย่างเช่น Bo III, G2 V และอื่น ๆ ตัวอย่างของแบบสเปกตรัมของระบบเอ็มเค ได้แสดงในรูป 5.1

ในการแบ่งประเภทสเปกตรัมเป็น 2 มิตินี้ตามระบบเอ็มเค ดวงอาทิตย์ถูกจัดเป็นดาวแบบ G2 V เพราะรัศมีของดวงอาทิตย์เล็กกว่าดาวยักษ์ (I ถึง IV) ที่เป็นแบบ G2 เหมือนกัน ทำให้ดวงอาทิตย์มีความสว่างน้อยกว่า ตัวอย่างของดาวและแบบสเปกตรัมความสว่างของดาวเช่น



รูป 5.1 แสดตัวอย่างของสเปกตรัมแบบเอ็มเค

(Kitt Peak National Observatory)

ดาวโพมาลเฮาต์	(Fomal hout)	มีสเปกตรัมแบบ	A3V
ดาวม้ารีศเบตา	(β Centauri)	มีสเปกตรัมแบบ	B1III
ดาวคาโนปัส	(Canopus)	มีสเปกตรัมแบบ	FoI_b
ดาวคันชั่ง 37	(37 Librate)	มีสเปกตรัมแบบ	$K1\ IV_a$
ดาวบาร์นาร์ด	(Barnard's star)	มีสเปกตรัมแบบ	M5 V

สเปกตรัมแบบหนึ่ง ๆ จะต้องสอดคล้องกับอุณหภูมิค่าหนึ่งและความสว่างต่าง ๆ ของดาว จากความสัมพันธ์ของสภาพส่องสว่าง

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \qquad (5.5)$$

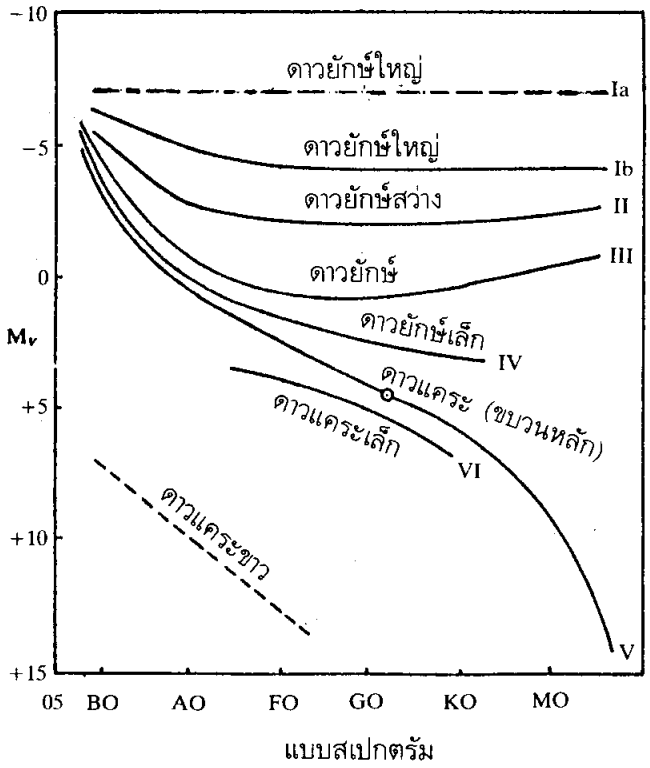
จะเห็นได้ว่าดาวที่มีสเปกตรัมชนิดเดียวกัน (อุณหภูมิ T เท่ากัน) แต่แบบของความสว่าง L

ไม่เท่ากันจะมีรัศมีไม่เท่ากัน ดาวแบบ I ถึงแบบ IV จะมีรัศมีใหญ่กว่าดาวแบบ V หรือดาวแคระในแถบขบวนหลัก เช่นดาวยักษ์ใหญ่แบบ G2 จะมีความสว่างกว่าดวงอาทิตย์เป็นค่า 12.5 โชติเมตร หรือสว่างเป็น 10^5 เท่าของดวงอาทิตย์ และมีรัศมีโตกว่าของดวงอาทิตย์ถึง 300 เท่า

เนื่องจากมลของดาวส่วนมากจะไม่เกิน 100 $M_\odot$ ดังนั้นดาวยักษ์ใหญ่ดวงนี้จะมีความหนาแน่นเฉลี่ยประมาณ 10^{-6} เท่าของดวงอาทิตย์ และมีค่าความเร่งของความโน้มถ่วง g เป็น 10^{-4} $g_\odot$ ทำให้มีความดันของแก๊สและความหนาแน่นของจำนวนอิเล็กตรอนที่พื้นผิวของดาวมีค่าต่ำกว่าของดวงอาทิตย์มาก ดังนั้นดาวทั้งสองจะต้องมีลักษณะของสเปกตรัมแตกต่างกันมาก ถึงแม้จะมีอุณหภูมิสีเท่ากันก็ตาม ซึ่งเป็นไปตามสมการของซาฮา เนื่องจากในสมการซาฮานั้นความหนาแน่นปรากฏในพจน์กำลัง 1 แต่อุณหภูมิปรากฏในพจน์ของ e ดังนั้นอิทธิพลของความหนาแน่นจะมีความสำคัญน้อยกว่าอิทธิพลของอุณหภูมิ ทำให้ดาวยักษ์และดาวในแถบขบวนหลักที่มีสเปกตรัมแบบเดียวกัน จะมีลักษณะของสเปกตรัมเหมือนกันก็ต่อเมื่ออุณหภูมิพื้นผิวของดาวยักษ์ต่ำกว่าของดาวในแถบขบวนหลัก การที่ดาวยักษ์ต้องมีอุณหภูมิพื้นผิวต่ำกว่าก็เพื่อเป็นการแก้กับความหนาแน่นต่ำของดาวยักษ์นั่นเอง อย่างไรก็ตามเส้น-สเปกตรัมของดาวยักษ์จะยังคงคมชัดกว่าของดาวในแถบขบวนหลัก เนื่องจากดาวยักษ์มีความดันของแก๊สที่พื้นผิวต่ำกว่าทำให้เส้นสเปกตรัมมีความกว้างแคบกว่า

5.2 แผนภาพเฮิร์ตซ์สปรุง–รัสเซลล์

ในปี ค.ศ. 1911 **ไอนาร์ เฮิร์ตซ์สปรุง (Einar Hertzsprung)** ได้ค้นพบสหสัมพันธ์อย่างหนึ่ง ซึ่งนักดาราศาสตร์ทั้งหลายต่างมีความยุ่งยากเกี่ยวกับสิ่งต่าง ๆ ที่ได้เคยทำไว้แต่ต้น และต่อมาในปี ค.ศ. 1913 **เฮนรี นอร์ริส รัสเซลล์ (Henry Norris Russell)** ก็ได้ค้นพบสหสัมพันธ์นี้เช่นกันโดยไม่ทราบมาก่อนว่าเฮิรตซ์สปรุงได้เคยพบมาแล้ว สหสัมพันธ์นี้โดยปกติกำหนดอยู่ในรูปแบบของแผนภาพหนึ่ง ดังนั้นจึงเรียกว่า แผนภาพเฮิร์ตซสปรุง-รัสเซลล์ หรือแผนภาพเอช-อาร์ แผนภาพเอช-อาร์ เป็นการเขียนเส้นโค้งความสัมพันธ์ของโชติมาตรสัมบูรณ์หรือโชติมาตรปรากฏของดาวกับแบบสเปกตรัม หรือโชติมาตรกับดัชนีสีก็ได้ เนื่องจากสีและสเปกตรัมของดาวมีความสัมพันธ์ต่อกันโดยแทนดาวดวงหนึ่งด้วยจุดหนึ่ง ตามรูป 5.2



รูป 5.2 แผนภาพ เอช-อาร์ แสดงการแบ่งประเภทของดาวตามระบบเอ็มเค

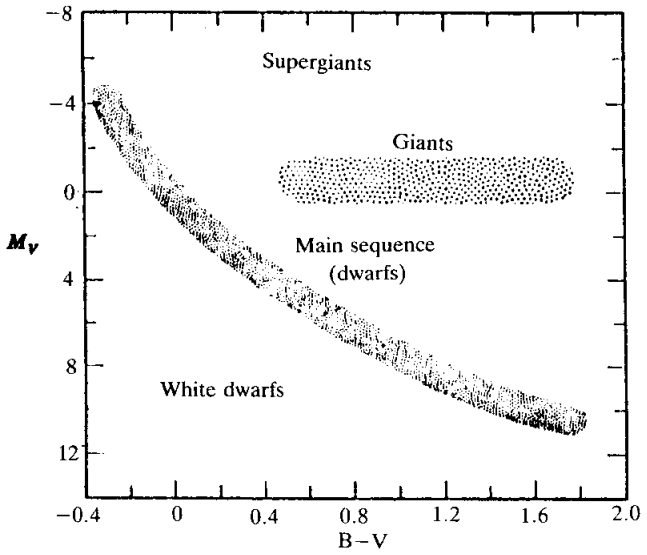
ในรูป 5.2 ไม่ได้แสดงดาวแต่ละดวงแต่แสดงเพียงเส้นซึ่งบ่งบอกความสว่างคงที่ในชั้น Ia แสดงด้วยเส้นประเนื่องจากโชติมาตรสัมบูรณ์ค่อนข้างจะไม่แน่นอน สำหรับชั้น I_b, II, III, IV และ V จะเป็นเส้นทึบปรากฏเรียงลงมาจากด้านบน ดังนั้นจึงเป็นที่แน่ชัดว่าทำไมจึงเรียกเป็นการแบ่งชั้นตามความสว่าง

เราอาจใช้แผนภาพ เอช-อาร์ ไปหาระยะทางของดาวได้ เช่น ถ้าสมมติว่าดาวเป็นไปตามปกติในระบบ เอ็ม เค ดังนั้นโชติมาตรสัมบูรณ์ของดาวสามารถหาได้จากประเภทของสเปกตรัม-ความสว่าง เมื่อเราได้ทำการตรวจสอบเป็นอย่างดี ต่อไปเมื่อเราทราบค่าทั้งโชติมาตรสัมบูรณ์และโชติมาตรปรากฏแล้วก็จะสามารถหาระยะทางของดาวดวงนั้นได้ และพารัลแลกซ์ที่พบในวิธีนี้ เราเรียกว่า พารัลแลกซ์สเปกโตรสโกป พารัลแลกซ์สเปกโตรสโกปนี้มีประโยชน์มากที่สุดสำหรับดาวซึ่งอยู่ห่างไกลออกไปเกินกว่าที่จะใช้วัดด้วยพารัลแลกซ์ตรีโกณมิติ

ความสัมพันธ์ระหว่างอุณหภูมิและสเปกตรัมสามารถตรวจสอบได้ง่ายที่สุดด้วยความสัมพันธ์ระหว่างสีและอุณหภูมิ ความดันอิเล็กตรอนก็สามารถพิจารณาได้เช่นกัน มีที่น่าสนใจ

ก็คือ ขณะที่สหสัมพันธ์ระหว่างลักษณะที่สังเกตได้ของสเปกตรัมและอุณหภูมิ ความดันอิเล็กตรอนและองค์ประกอบของดาวอาจจะทำนายได้ เราพบว่าสเปกตรัมจะสัมพันธ์กับความสว่างของดาวด้วย เนื่องจากความสว่างและอุณหภูมิยังผลใช้พิจารณารัศมีของดาวได้ ดังนั้นรัศมีของดาวจะสัมพันธ์กับสเปกตรัมของดาวด้วย บางที่สมบัติจริงทั้งหมดของดาวรวมทั้งมวลและอายุสัมพันธ์กับการปรากฏของเส้นสเปกตรัมในรูปแบบบางอย่าง ถ้าหากเป็นเช่นนี้จริงดังนั้นเราจึงต้องการกระทำการตรวจสอบเพื่อพิจารณาสมบัติอื่น ๆ ของดาวจากสเปกตรัมของมัน ตามความจำเป็นเท่านั้นนั่นหมายความว่าถ้าดาวสองดวงมีสเปกตรัมเหมือนกัน ดาวทั้งสองจะเหมือนกันด้วยประการทั้งปวง

รูป 5.2 นี้มีข้อเสียอยู่อย่างหนึ่งคือดาวทั้งหลายไม่สามารถเขียนลงไปได้หมด มีเพียงแต่ดาวที่มีแบบสเปกตรัมเดียวกันบนระบบเอ็มเค แน่นอนเราสามารถบังคับดาวดวงหนึ่งเข้าไปอยู่ในการจัดบางประเภท แต่สิ่งเหล่านี้จะไม่ทำให้เราได้รูปภาพทางฟิสิกส์ที่แท้จริงและการตรวจสอบไม่จำเป็นต้องมีสำหรับมัน จากสิ่งที่เราเคยกล่าวไว้ข้างต้น เราอาจคาดหมายได้ว่าแบบสเปกตรัมมีความสัมพันธ์อย่างใกล้ชิดกับสีของดาว และดาวแต่ละดวงจะมีเพียงสีเดียว ดังนั้น แผนภาพเอช-อาร์ ซึ่งมี M_V เขียนประชันกับ (B−V) จะทำให้หาตำแหน่งของดาวทั้งหมดได้ ดังเช่นในรูป 5.3 ซึ่งแกนพิกัดอาจจะแสดงเป็น log L ประชันกับ



รูป 5.3 แผนภาพเอช-อาร์ สำหรับดาวทั้งหมด แสดงดาวบางกลุ่มที่มีความสำคัญเท่านั้น และดาวปกติทั้งหมดจะอยู่ในแถบขบวนหลัก

log T_c หรือเป็นจำนวนอื่นของปริมาณเหล่านี้ก็ได้ แต่สีและโชติมาตรจักษุภาพสัมบูรณ์เป็น

ค่าสามัญที่สุด เพราะเป็นค่าที่หาได้ง่ายที่สุด ลักษณะที่สำคัญของรูป 5.2 และ 5.3 เหมือนกัน แต่รูป 5.3 มีรายละเอียดใหม่บางอย่างเป็นของดาวแต่ละดวงโดยเฉพาะ

ดาวทั้งหลายซึ่งอยู่ในส่วนพิเศษของแผนภาพ เอช-อาร์ จะมีชื่อกำหนดให้โดยเฉพาะ ดาวส่วนใหญ่จะอยู่ในแถบขบวนหลักซึ่งจะสอดคล้องกับ ชั้น V ในระบบเอ็ม เค แถบในแนวราบประกอบด้วยดาวยักษ์จะสอดคล้องกับชั้น III รอบ ๆ ดาวในระบบเอ็มเค ดาวที่สว่างที่สุดอยู่บนสุด เรียกว่า ดาวมหายักษ์ และสอดคล้องกับชั้นความสว่าง Ia และ Ib ดาวในแถบขบวนหลักมีชื่อเรียกอีกอย่างว่าดาวแคระ สำหรับกลุ่มพิเศษของดาวที่อยู่ต่ำกว่าดาวในแถบขบวนหลักซึ่งมีอุณหภูมิพอสมควรเรียกว่าดาวแคระขาว การที่ดาวแคระขาวมีปรากฏในรูป 5.3 แต่ไม่ปรากฏในรูป 5.2 เนื่องจากเป็นธรรมชาติเฉพาะของดาวเหล่านั้น

ปริมาณทางฟิสิกส์อย่างหนึ่งซึ่งสามารถหาได้จากตำแหน่งในแผนภาพเอช-อาร์ ก็คือ รัศมี เนื่องจาก L แปรโดยตรงกับ $R^2T_e^4$ ถ้าเราเขียนค่า M_V ประชันกับ (B−V) สำหรับทุก ๆ ค่าที่เป็นไปได้ ดังนั้นการตรวจสอบค่าเหล่านี้ใน L และ T_e เป็นสิ่งจำเป็นด้วย ถ้าสมมติว่าตัวแก้โบโลมิติและความสัมพันธ์สี-อุณหภูมิเราทราบค่าแล้ว เส้นของรัศมีคงที่บนแผนภาพเอช-อาร์ เริ่มจากด้านต่ำทางขวามือขึ้นมาถึงด้านสูงทางซ้ายมือ L และ T_e จะมีค่าเพิ่มขึ้นพร้อมกันในทางที่ทำให้ (L/T_e^4) ยังคงเป็นค่าคงที่ เส้นเหล่านี้จะเกือบขนานกับแถบขบวนหลักแต่ไม่ชันมากเกินไป หมายความว่ารัศมีจะเปลี่ยนแปลงอย่างช้า ๆ ตามแถบขบวนหลัก และดาวแบบก่อนมีขนาดใหญ่กว่าเล็กน้อย อย่างไรก็ตาม ดาวนอกแถบขบวนหลักรัศมีสามารถเปลี่ยนแปลงด้วยปริมาณอย่างมากมาย

ดาวเย็นมีพลังงานการแผ่รังสีต่อหน่วยพื้นที่น้อยมาก ส่วนดาวร้อนจะมีพลังงานการแผ่รังสีต่อหน่วยพื้นที่มาก สำหรับดาวทั้งหลายที่อยู่ด้านบนมุมขวามือของแผนภาพเอช-อาร์ เช่นดาวยักษ์เย็นและดาวมหายักษ์เย็น กลับมีความสว่างมากแทนที่จะมีพลังงานการแผ่รังสีออกมาต่อหน่วยพื้นที่ต่ำ ดังนั้นมันจะต้องมีพื้นที่ผิวใหญ่มาก ๆ ทำให้การแผ่รังสีได้มาก ส่วนที่อยู่ต่ำกว่าทางซ้ายมือของแผนภาพเอช-อาร์ ซึ่งเป็นบริเวณของดาวแคระขาว เราจะพบว่ามันเป็นไปในทางตรงกันข้ามกับดาวยักษ์ คือ ดาวแคระขาวทั้งหลายจะมีกำลังส่องสว่างต่ำแทนที่จะมีพลังงานส่งออกต่อหน่วยพื้นที่สูงมาก ดังนั้นดาวเหล่านี้จะต้องพื้นผิวเล็กมากและมีการแผ่รังสีน้อย ตัวอย่างเช่นดาวแคระขาวดวงหนึ่งมีอุณหภูมิยังผล T_e = 10,000 K M_V = 10 ส่วนดาวมหายักษ์เย็นมีอุณหภูมิยังผล T_e = 3,000 K M_V = −7 ถ้าสมมติว่าตัวแก้โบโลมิติมีค่าเป็น 0.6 สำหรับดาวแคระขาวและ 2.0 สำหรับดาวมหายักษ์ ดังนั้นค่าโชติมาตรโบโลมิติสัมบูรณ์ปรากฏเป็นค่า 9.4 และ −9 ตามลำดับ อาศัยจากสมการ (2.40) ดาวเหล่านี้

จะมีสภาพส่องสว่างเป็น $1.4 - 10^{-2}$ และ 3.2×10^{5} เท่าของสภาพส่องสว่างของดวงอาทิตย์ เมื่ออุณหภูมิยังผลของดวงอาทิตย์เป็น 5800 K ทำให้รัศมีของดาวแคระขาวมีเพียง 0.04 เท่าของรัมีดวงอาทิตย์ ส่วนรัศมีของดาวยักษ์เป็น 2,100 เท่าของรัศมีดวงอาทิตย์ ค่ารัศมีเหล่านี้จะเป็นช่วงน้อยที่สุดและมากที่สุดของดาวทั้งหมด

เราสามารถใช้ข้อมูลของดาวคู่เพื่อตรวจสอบมวลของดาวในส่วนต่าง ๆ ของแผนภาพเอช-อาร์ พบว่าดาวสามัญทั้งหลายที่สอดคล้องกับความสัมพันธ์มวล-สภาพส่องสว่างตามปกติจะมีมวลไม่ต่างจากดาวในแถบขบวนหลัก ส่วนดาวยักษ์ทั้งหลายจะมีความสัมพันธ์มวล-สภาพส่องสว่างเป็นของตัวเองและเราสันนิษฐานได้ว่าดาวชนิดอื่น ๆ ก็จะมีความสัมพันธ์มวล-สภาพส่องสว่างเป็นของตัวเองด้วย เราพบว่ามวลเปลี่ยนแปลงไปตามแถบขบวนหลักอย่างช้า ๆ และแม้ว่าดาวที่อยู่นอกแถบขบวนหลักมวลของดาวมีการเปลี่ยนแปลงไม่มากในระหว่างดาวมวลที่มากที่สุดเท่าที่ทราบจะไม่มากไปกว่าระหว่าง 50-100 เท่าของมวลดวงอาทิตย์ คูมาร์ (Kumar) ได้ทำการคำนวณและพบว่าดาวที่มีมวลน้อยกว่าประมาณ 0.05 ถึง 0.1 เท่าของดวงอาทิตย์ไม่เคยปรากฏกลายเป็นดาวอย่างแท้จริง เนื่องจากการยุบตัวลงของกลุ่มแก๊สโดยแรงโน้มถ่วงในขั้นเริ่มแรกของการวิวัฒนาการ มวลจะมีไม่มากพอที่จะจุดให้เกิดปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์ ณ บริเวณใจกลางของกลุ่มแก๊สนี้ได้ กลุ่มแก๊สจึงไม่เรืองแสง และไม่กลายเป็นดาวฤกษ์ ตัวอย่างของกลุ่มแก๊สประเภทนี้ได้แก่ ดาวพฤหัสบดี ดาวเคราะห์ดวงนี้มีมวลไม่มากพอที่จะสร้างปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์แล้วกลายเป็นดาวฤกษ์ได้

นอกจากนี้แผนภาพเอช-อาร์ ยังสามารถนำไปหาระยะทางของกระจุกดาวได้ด้วยวิธีที่เรียกว่าการซ้อนขบวนหลัก (Main Sequence Fitting) ซึ่งในวิธีนี้เราจะเขียนเส้นโค้งของโชติมาตรปรากฏกับดัชนีสี หรือแบบสเปกตรัมของดาวสมาชิกในกระจุกดาวนั้นลงบนกระดาษโปร่งใส โดยใช้สเกลเดียวกับแผนภาพเอช-อาร์มาตรฐาน ดังรูป 5.2 แล้วซ้อนแกนนอนของแผนภาพทั้งสองเข้าด้วยกันและให้แบบของสเปกตรัมตรงกัน ต่อจากนั้นให้เลื่อนแผนภาพของกระจุกดาวขึ้นลงเปรียบเทียบกับแผนภาพเอช-อาร์มาตรฐานจนกระทั่งขบวนหลักของทั้งสองภาพซ้อนกัน เราจะได้ผลต่างระหว่างโชติมาตรปรากฏของกระจุกดาวกับโชติมาตรสัมบูรณ์บนแกนตั้งของแผนภาพเอช-อาร์มาตรฐาน $(m-M)$ ซึ่งมีค่าเท่ากันสำหรับดาวทุกดวงในกระจุกดาวนี้ ค่า $(m-M)$ ก็คือโมดูลัสระยะทางของกระจุกดาวนั่นเอง หลังจากนั้นเราก็จะหาค่าระยะทางของกระจุกดาวได้จากสมการ (2.23)

5.3 สภาวะภายในของดาวฤกษ์

การศึกษาสภาวะภายในของดาวฤกษ์ในทางปฏิบัติไม่สามารถกระทำได้โดยสังเกตการณ์

เนื่องจากปัจจุบันยังไม่มีอุปกรณ์ใด ๆ ที่จะสามารถมองลึกลงไปถึงภายในของดาวฤกษ์ได้ ดังนั้นเราจึงต้องศึกษาเกี่ยวกับสภาวะภายในของดาวฤกษ์โดยการประยุกต์พื้นฐานทางทฤษฎีด้านฟิสิกส์ในแขนงต่าง ๆ แล้วจึงสร้างเป็นแบบจำลองภายในของดาวชนิดต่าง ๆ

บรรยากาศในชั้นต่าง ๆ ของดาวฤกษ์ทั้งหลายจะมีสภาวะทางกายภาพเป็นเช่นใดนั้นขึ้นอยู่กับสภาวะภายในของดาวฤกษ์ อย่างเช่นผลของแรงโน้มถ่วงที่มีต่อดาวฤกษ์ ซึ่งเกิดจากมวลสารของดาวฤกษ์ที่อยู่ในระดับใดระดับหนึ่งจะถูกแรงกดดันของมวลสารที่อยู่ในระดับสูงกว่า เนื่องจากทิศทางของแรงโน้มถ่วงเข้าสู่ใจกลางของดาวฤกษ์ ดังนั้นความดันและความหนาแน่นของมวลสารจะเพิ่มขึ้นตามความลึกจากพื้นผิวเช่นเดียวกัน ซึ่งทำให้ดาวฤกษ์เกิดความสมดุลเชิงพลศาสตร์ (Dynamical Equilibrium) แต่ถ้าด้วยเหตุผลใดก็ตามที่ทำให้สภาวะภายในของดาวฤกษ์มีการเปลี่ยนแปลงไป ดาวจะต้องมีการปรับตัวให่เพื่อให้สมดุลกับปริมาณค่าใหม่นี้ ทำให้สมบัติทางกายภาพของบรรยากาศของดาวฤกษ์ เช่ อุณหภูมิพื้นผิว สี รัศมี ลักษณะปรากฏของสเปกตรัม ตลอดจนโครงสร้างของบรรยากาศมีการเปลี่ยนแปลงไปด้วย ดังนั้นปริมาณทั้งสามจึงเป็นตัวกำหนดสภาพทางฟิสิกส์ของสภาวะภายในของดาวฤกษ์ อย่างไรก็ตามการพิจารณาสภาวะหรือโครงสร้างภายในของดาวฤกษ์เป็นสิ่งที่ยากมากในทางดาราศาสตร์ เนื่องจากไม่มีวิธีการใดโดยตรงที่จะหาข้อมูลจากภายในของดาวฤกษ์ ดังนั้นในการอธิบายโครงสร้างภายในของดาวฤกษ์นักดาราศาสตร์จึงจำเป็นต้องตั้งสมมติฐานของสภาวะต่าง ๆ ขึ้นมาก่อน แล้วจึงใช้กฎเกณฑ์ทางฟิสิกส์มาแก้ปัญหา โดยให้มีความสอดคล้องกับสิ่งที่นักดาราศาสตร์สามารถสังเกตการณ์ได้จากสภาวะภายนอก

5.3.1 สมมติฐานของสภาวะภายในของดาวฤกษ์

สมมติว่าเรากำหนดให้ดาวฤกษ์ดวงหนึ่งมีมวลจำนวนหนึ่งและมีองค์ประกอบทางเคมีที่กำหนดให้ และถ้าเราทราบรัศมีและสภาพส่องสว่างของดาวฤกษ์ดวงนั้น ดังนั้นสภาวะทางกายภาพของดาวที่จุดต่าง ๆ ภายในดาวฤกษ์จะเป็นเช่นใด สิ่งเหล่านี้ก็คือปัญหาที่เราต้องการทราบ เพื่อแก้ปัญหาดังกล่าวนักดาราศาสตร์จึงได้ตั้งสมมติฐานขึ้นดังต่อไปนี้

(1) กฎเกณฑ์ต่าง ๆ ทางฟิสิกส์ที่ใช้ได้กับการทดลองบนพื้นโลก สามารถใช้ได้อย่างถูกต้องภายในดาวฤกษ์ด้วย

(2) ดาวฤกษ์โดยมากจะอยู่ในสภาวะเสถียร กล่าวคือดาวฤกษ์จะไม่มีการขยายตัวหรือยุบตัว ซึ่งหมายความว่าแต่ละจุดภายในของดาวฤกษ์จะอยู่ในสภาวะสมดุลเชิงพลศาสตร์ นั่นคือ เมื่อเราพิจารณาปริมาตรเล็ก ๆ หนึ่งภายในดาวฤกษ์ แรงต่าง ๆ ที่กระทำต่อปริมาตรนี้จะหักล้างกันไปหมด จนทำให้วัตถุภายในปริมตรนั้นไม่มีความเร่ง

(3) ดาวฤกษ์อย่างในสถานะคงตัวทางความร้อน (Steady Thermal State) หมายความว่า อัตราการผลิตพลังงานจากภายในดาวฤกษ์เท่ากับอัตราการแผ่พลังงานออกไปจากผิวของดาวฤกษ์นั้น ดังนั้นทำให้มีพลังงานส่งออกไปอย่างสม่ำเสมอและช้า ๆ จากภายในของดาวฤกษ์ และอุณหภูมิ ณ จุดใด ๆ ภายในดาวฤกษ์จะมีค่าคงที่เป็นระยะเวลาอันยาวนาน

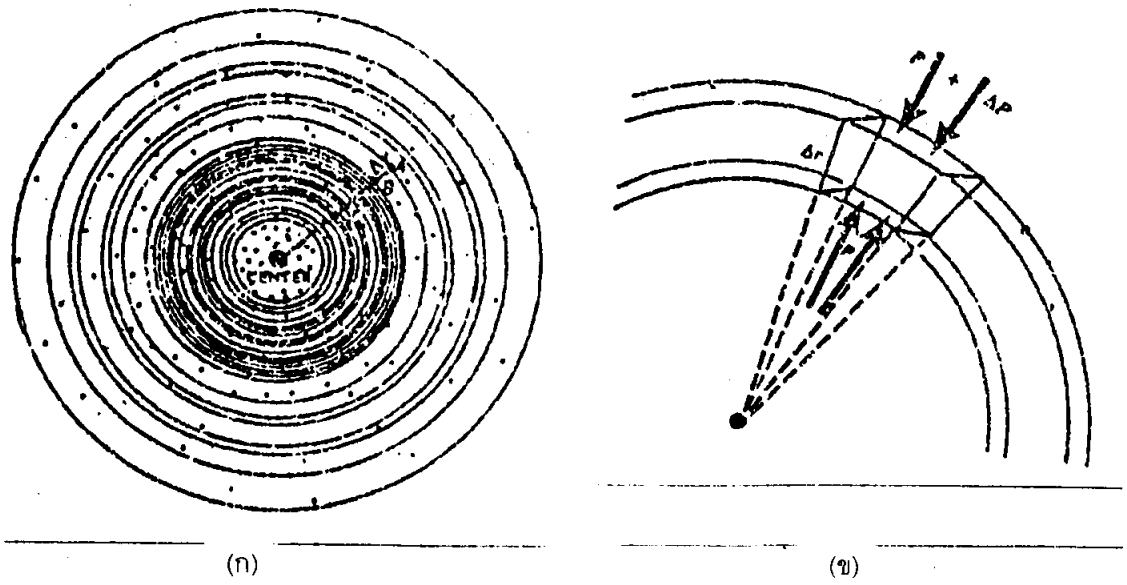
(4) ดาวฤกษ์มีรูปร่างเป็นทรงกลม แสดงว่าดาวจะต้องไม่มีการหมุนรอบตัวเอง เนื่องจากถ้าดาวมีการหมุนรอบตัวเองดาวจะแป้น การสมมติให้ดาวมีรูปร่างทรงกลมเพื่อให้สมการคณิตศาสตร์ง่ายขึ้น และสมมติฐานเช่นนี้ก็ใช้ได้ดีกับดาวฤกษ์เป็นส่วนมากด้วย ดังนั้นที่ระยะทางใด ๆ จากจุดศูนย์กลางของดาวจะมีสภาพเหมือนกันหมด

(5) สสารที่ประกอบขึ้นเป็นดาวฤกษ์จะอยู่ในสถานะแก๊สสมบูรณ์ (Perfect Gas state) แม้ว่าจะอยู่ที่ใจกลางของดาวฤกษ์ก็ตาม

ด้วยสมมติฐานทั้งหมดนี้ทำให้นักดาราศาสตร์สามารถสร้างชุดของสมการเพื่อพิจารณาสภาวะภายในของดาวฤกษ์ ณ จุดใด ๆ ได้อย่างมีเหตุผล และในการใช้ข้อสมมติฐานเพื่อสร้างสมการนั้น เราจะให้ดาวฤกษ์ประกอบด้วยบรรยากาศแบ่งออกเป็นชั้น ๆ โดยที่แต่ละชั้นมีจุดศูนย์กลางร่วมกัน และมีความหนาเท่ากับ dr ความหนา dr นี้ต้องมีขนาดเล็กพอที่จะไม่ทำให้เกิดการเปลี่ยนแปลงสถานะทางภายภาพ เมื่อพิจารณาจากขอบล่างถึงขอบบนของชั้นเหล่านั้นด้วย

5.3.2 สมการโครงสร้างของดาว

เมื่อพิจารณาจากสมมติฐานข้อ (2) กล่าวคือ ดาวก็คือก้อนแก๊สขนาดใหญ่ก้อนหนึ่งเกาะรวมตัวกันอยู่ได้ด้วยแรงโน้มถ่วงของตัวเอง แต่แรงโน้มถ่วงนี้จะสมดุลกับความดันภายในตัวดาวที่เกิดจากการทับถมกันของมวลสาร โดยที่แรงโน้มถ่วงมีทิศชี้เข้าหาใจกลางของดาวซึ่งตรงกันข้ามกับความดันภายในตัวดาวที่ชี้ออกจากจุดศูนย์กลาง เราเรียกว่าเกิดสมดุลอุทกสถิต (Hydrostatic Equilibrium) ขึ้น ความดันจะเพิ่มขึ้นตามความลึกทั้งนี้เพราะว่าน้ำหนักของมวลสารของดาวส่วนที่ทับถมอยู่ข้างบนมีมากขึ้นนั่นเอง



(ก) (ข)

รูป 5.4 (ก) แสดงแบบจำลองของดาวฤกษ์ โดยให้ดาวฤกษ์แบ่งออกเป็นชั้น ๆ และมีจุดศูนย์กลางร่วมกัน ชั้นที่มีความหนา dr อยู่ห่างจากจุดศูนย์กลางเป็นระยะทาง r(ข) ความดัน p จะผลักปริมาตรเล็ก ๆ ออกที่ระยะ r ขณะเดียวกันมีความดัน p + dp ผลักเข้าที่ระยะ r + dr

ให้พิจารณาปริมาตรเล็ก ๆ ในชั้นบรรยากาศของดาวฤกษ์ ซึ่งมีพื้นที่ 1 ตารางหน่วย และมีความหนา dr ดังนั้นปริมาตรนี้มีค่าเป็น dr ลูกบาศก์หน่วย ถ้าให้สสารในชั้นมีความหนาแน่น $\rho(r)$ ดังนั้นมวลของสสารในปริมาตรนี้จะเป็น $\rho(r)dr$ ส่วนมวลสารของดาวที่อยู่นอกชั้นนี้ที่มีรัศมีมากกว่า r จะไม่มีแรงโน้มถ่วงกระทำต่อปริมาตรเล็ก ๆ นี้ มวลสารทั้งหมดที่อยู่ภายในรัศมี r [M(r)] จะส่งแรงดึงดูดเสมือนเป็นแรงจากจุดศูนย์กลาง ดังนั้นแรงโน้มถ่วงที่กระทำต่อปริมาตรเล็ก ๆ นี้ซึ่งมีทิศเข้าสู่จุดศูนย์กลางมีค่าเป็น

$$g(r)\rho(r)dr = \frac{GM(r)\rho(r)dr}{r^2} \qquad (5.6)$$

G เป็นค่าคงที่แห่งความโน้มถ่วงสเกลซึ่งมีค่าเท่ากับ 6.67×10^{-11} นิวตันเมตร^2/ก.ก.^{2} ถ้าไม่มีแรงชนิดอื่นใดมาต่อต้านแรงนี้ในที่สุดดาวทั้งดวงก็จะมีการยุบตัวลงเนื่องจากน้ำหนักของตัวเอง แต่เนื่องจากสสารภายในดาวฤกษ์ประกอบด้วยแก๊สจากสมมติฐานข้อ (2) ดาวจะต้องมีความดันแก๊สมาต่อต้านแรงโน้มถ่วงดังกล่าวข้างต้น ทำให้ดาวอยู่ในสถานะเสถียรถ้ากำหนดให้ P เป็นความดันแก๊สตรงส่วนล่างของปริมาตรเล็ก ๆ และ P + dP เป็นความดันแก๊สตรงส่วนบนของปริมาตรเล็ก ๆ นั้น ดังนั้น dp จึงเป็นปริมาณของความดันซึ่งเปลี่ยนแปลงจากส่วนล่างไปยังส่วนบนของปริมาตร และมีค่าเป็นลบเนื่องจากความดันลดลงเรื่อย ๆ เมื่อ

พิจารณาออกจากใจกลางของดาวฤกษ์

ถ้าดาวอยู่ในสถานะเสถียร เราจะได้ว่า

แรงดัน = แรงโน้มถ่วง

ดังนั้นเราสามารถเขียนสมการโครงสร้างของดาวฤกษ์สมการแรกได้ว่า

$$-dp = \frac{GM(r)\rho(r)dr}{r^2}$$

$$\frac{dp}{dr} = \frac{-GM(r)\rho(r)}{r^2} \qquad (5.7)$$

สมการนี้เรียกว่าสมการแห่งการสมดุลอุทกสถิต จากสมการ (5.7) ดูเหมือนว่ามีตัวแปรอิสระ 3 ตัว คือ $\rho(r)$ $P(r)$ และ $M(r)$ แต่ $M(r)$ มีความสัมพันธ์กับ $\rho(r)$ ดังนี้

$$dM(r) = 4\pi r^2\rho(r)dr$$

ทำให้

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2\rho(r) \qquad (5.8)$$

มวลที่อยู่ภายในรัศมี r จะเป็น

$$M(r) = \int_0^r dM(r')$$

$$= 4\pi \int_0^r r'^2\rho(r')dr' \qquad (5.9)$$

และมวลทั้งหมดของดาวที่มีรัศมี R คือ

$$M = 4\pi \int_0^R r'^2\rho(r')dr'$$

ดังนั้นถ้าเราทราบ $\rho(r')$ เราจะหา $M(r)$ ได้จากสมการ (5.9) ซึ่งทำให้เราได้ $P(r)$ จากสมการ (5.7) และมวลทั้งหมดจากสมการ (5.9) เพราะฉะนั้นสมการ (5.7) จึงมีตัวแปรอิสระที่แท้จริงเพียงตัวเดียวคือ $\rho(r)$ เท่านั้น สมการ (5.8) เป็นสมการโครงสร้างของดาวฤกษ์ข้อที่สอง ซึ่งแสดงว่ามวลจะเพิ่มขึ้นอย่างสม่ำเสมอเมื่อพิจารณาชั้นต่าง ๆ ของดาวฤกษ์ออกไปหรือเพิ่มความหนาให้แก่ดาวฤกษ์

ตัวอย่าง เราจะใช้สมการ (5.7) คำนวณหาความดันที่จุดศูนย์กลางของดวงอาทิตย์อย่างคร่าว ๆ เพราะว่าดวงอาทิตย์เป็นดาวฤกษ์สามัญดวงหนึ่ง

จากข้อมูลของดวงอาทิตย์เราทราบว่า

G	$= 6.67 \times 10^{-11}$	นิวตันเมตร/กก.^{2}
$M_\odot$	$= 1.989 \times 10^{30}$	กก.
$R_\odot$	$= 6.95 \times 10^{8}$	เมตร

ดังนั้นความหนาแน่นเฉลี่ยของดวงอาทิตย์ $\bar{\rho}_\odot$ มีค่าเป็น

$$\bar{\rho}_\odot = \frac{3M_\odot}{4\pi R_\odot^3} = 1.41 \times 10^3 \text{ กก./เมตร}^3$$

ถ้าเราให้ความดันที่ผิวของดวงอาทิตย์เป็นศูนย์ และมีรัศมีเป็น $R_\odot$ มวลเป็น $M_\odot$

จากสมการ (5.7) เราจะได้ว่า

$$\frac{0-P_c}{R_\odot} = \frac{-GM_\odot\bar{\rho}_\odot}{R_\odot^2}$$

$$P_c = \frac{GM_\odot\bar{\rho}_\odot}{R_\odot}$$

$$= 2.7 \times 10^{14} \quad \text{นิวตัน/เมตร}^2$$

สำหรับความดันที่บรรยากาศของผิวโลกเป็น 1.013×10^5 นิวตัน/เมตร^2 ดังนั้นความดันที่จุดศูนย์กลางของดวงอาทิตย์จะเป็น

$$P_c = \frac{2.7 \times 10^{14}}{1.013 \times 10^5} \quad \text{บรรยากาศ}$$

$$= 2.7 \times 10^9 \quad \text{บรรยากาศ}$$

ความหนาแน่นเฉลี่ยของดวงอาทิตย์ $\bar{\rho}_\odot$ มีค่ามากกว่าความหนาแน่นของน้ำ (10^3 กก./ม.^{3}) เล็กน้อย แต่ที่บริเวณเข้าสู่ใจกลางมากขึ้นความหนาแน่นของดวงอาทิตย์ (และดาวทุกดวง) มีค่ามากยิ่งขึ้น และความหนาแน่นที่จุดศูนย์กลางของดวงอาทิตย์มีค่าประมาณ 1.60×10^5 กก./ม.^{3}

ต่อไปเราจะพิจารณาสมการโครงสร้างของดาวฤกษ์ข้อที่สาม ซึ่งแสดงการเปลี่ยนแปลงของอุณหภูมิที่ระยะทางต่าง ๆ จากใจกลางของดาวฤกษ์กำหนดให้เป็นฟังก์ชัน T(r) ในการหาฟังก์ชั่นนี้เราต้องพิจารณาว่าพลังงาน ถ่ายเทจากภายในดาวฤกษ์ออกมาสู่ผิวภายนอกได้อย่างไร

พลังงานอาจมีวิธีการถ่ายเทได้ 3 วิธี คือ โดยการนำ การพา และการแผ่รังสี การนำเกิดจากอนุภาคที่มีพลังงานสูงชนกัน แต่สำหรับดาวซึ่งประกอบด้วยแก๊สแล้วจะเป็นวิธีที่ไม่ได้ผลเพราะว่าแก๊สมีสภาพนำความร้อนต่ำมาก การพาคือการถ่ายเทพลังงานโดยการเคลื่อนที่หรือการไหลของอนุภาคในของไหล สำหรับดาวฤกษ์การพาจะเกิดในบริเวณจำกัดของดาวส่วนใหญ่ ซึ่งเป็นบริเวณที่สารร้อนลอยตัวขึ้นมาคายพลังงานแล้วกลับตกลงไปใหม่เพื่อรับพลังงานจึงนับว่ามีผลเพียงส่วนน้อย และวิธีที่สามคือการแผ่รังสีนับเป็นวิธีที่สำคัญมากที่สุดของการถ่ายเทพลังงานในดาวฤกษ์ วิธีนี้โฟตอนที่มีพลังงานสูงเมื่อไหลออกจากใจกลางของดาวจะถูกกระเจิงและถูกดูดกลืนพลังงานไปโดยมวลสารของดาวตามทางที่ผ่านไปซึ่งเรียกว่าบริเวณการแผ่รังสี (Radiative Zone)

บริเวณภายในของดาวฤกษ์ซึ่งมีอุณหภูมิสูงมาก ๆ มีวิธีสกัดกั้นโฟตอนหรือแหล่งของความทึบแสงที่สำคัญคือ (1) การกระเจิงของโฟตอนโดยอิเล็กตรอนอิสระ และ (2) การแตกตัวเป็นไอออนโดยการดูดกลืนรังสี

ขอให้พิจารณาที่ปริมาตรเล็ก ๆ ในชั้นบาง ๆ dr ของดาวฤกษ์ในการแผ่รังสีจะมีฟลักซ์แผ่ออกมามีค่าเท่ากับ

$$F(r) = \sigma T^4(r)$$

ซึ่ง σ คือค่าคงที่สเตฟาน-โบลต์ซมันน์มีค่าเท่ากับ 5.67×10^{-5} เอิร์กต่อตารางเซนติเมตรต่อวินาทีต่อเคลวินกำลังสี่ และที่ผิวบนของปริมาตรระยะ (r+dr) อุณหภูมิจะเป็น T+dT และมีฟลักซ์เป็น

$$\begin{aligned} F + dF &= \sigma (T + dT)^4 \\ &= \sigma(T^4 + 4T^3dT) \end{aligned}$$

ในที่นี้ dT มีค่าเป็นลบเนื่องจากผิวบนจะต้องเย็นกว่าผิวล่าง ดังนั้นฟลักซ์ที่ถูกดูดกลืนในชั้นเป็น

$$dF = 4\sigma T^3(r)dT(r) \tag{5.10}$$

กำหนดให้ความทึบแสง K(r) ของสารในชั้นคือพื้นที่ที่สกัดกั้นโฟตอนต่อหน่วยมวล ดังนั้น $K(r)\rho(r)$ คือพื้นที่ที่สกัดกั้นโฟตอนต่อหน่วยปริมาตร และ $K(r)\rho(r)dr$ คือพื้นที่สกัดกั้นโฟตอนต่อหน่วยพื้นที่ทั้งหมด ซึ่งควรจะเท่ากับอัตราส่วนของฟลักซ์ที่ถูกดูดกลืน dF ต่อฟลักซ์ทั้งหมด F ดังนั้น

$$K(r)\rho(r)dr = \frac{-dF}{F}$$

$$dF = -K(r)\rho(r)F(r)dr \tag{5.11}$$

เราให้สมการ (5.10) เท่ากับสมการ (5.11) จะได้ว่า

$$-K(r)\rho(r)F(r)dr = 4\sigma T^3(r)dT(r)$$

$$4\pi r^2F(r) = \frac{-16\pi\sigma r^2T^3(r)}{K(r)\rho(r)} \frac{dT(r)}{dr}$$

แต่จาก $L(r) = 4\pi r^2F(r)$

ดังนั้น

$$L(r) = \frac{-16\pi\sigma r^2T^3(r)}{K(r)\rho(r)} \frac{dT(r)}{dr} \tag{5.12}$$

จากทฤษฎีที่สมบูรณ์ของการถ่ายเทพลังงานโดยการแผ่รังสี เราจะต้องคูณสมการ (5.12) ด้วย 4/3 ดังนั้นสมการที่ถูกต้องคือ

$$L(r) = \frac{-64\pi\sigma r^2T^3(r)}{3K(r)\rho(r)} \frac{dT(r)}{dr} \tag{5.13}$$

สำหรับค่าของ K(r) จะขึ้นกับ M(r), T(r) และ $\rho(r)$ ดังนั้นถ้าเราทราบค่า L(r) สมการ (5.13) จะให้ค่า T(r) ตามที่เราต้องการ สมการ (5.13) จึงเป็นสมการโครงสร้างของดาวฤกษ์ข้อที่ (3) ซึ่งแสดงการเปลี่ยนแปลงอุณหภูมิที่ระยะต่าง ๆ จากใจกลางของดาวฤกษ์และมีเครื่องหมายลบแสดงว่าอุณหภูมิจะลดลงเมื่อระยะทางเพิ่มขึ้น

สมการโครงสร้างของดาวฤกษ์ในขณะนี้เราได้ 3 สมการและเราพบว่ามีตัวไม่ทราบค่าถึง 5 ตัว คือ P(r), M(r), L(r), T(r) และ $\rho(r)$ นอกจากนี้ยังมีค่าความทึบ K(r) ของบรรยากาศซึ่งแปรตามระยะทางอีกด้วย ดังนั้นเราจึงจำเป็นต้องสร้างสมการเพิ่มเติมเพื่อแก้ปัญหาตัวไม่ทราบค่าต่าง ๆ ในสมการโครงสร้างออกมาได้ สมการอีกสมการหนึ่งที่เป็นไปได้ก็คือ สมการแสดงความสัมพันธ์ระหว่างสภาพส่องสว่าง L(r) ของดาวและตำแหน่งจากจุดศูนย์กลางของดาวฤกษ์ดวงนั้น

เรากำหนดให้ L(r) เป็นอัตราการปล่อยพลังงานจากส่วนล่างของปริมาตรเล็ก ๆ ที่กำลังพิจารณามายังส่วนบน ซึ่งเราพบว่าสภาพการส่องสว่างของดาวมีการเปลี่ยนแปลงเป็น dL(r) และปริมาณนี้ขึ้นอยู่กับ

(1) ปริมาณของสสารภายในปริมาตรที่กำลังพิจารณาซึ่งมีค่าเท่ากับ $4\pi r^2\rho(r)dr$

(2) อัตราการผลิตพลังงาน (ϵ) ของสสาร

ดังนั้น

$$dL(r) = 4\pi r^2\epsilon\rho(r)dr \qquad (5.14)$$

ต่อไปเราสามารถกำจัดตัวแปรที่ไม่ทราบค่าออกไปได้อีกตัวหนึ่งคือ $\rho(r)$ ซึ่งเราได้กล่าวแล้วว่าเราต้องทราบฟังก์ชั่นความหนาแน่น $\rho(r)$ ก่อนจึงจะคำนวณหาแบบจำลองโครงสร้างของดาวได้ ดังนั้นเราจึงต้องศึกษาองค์ประกอบและสถานะของเนื้อดาวอย่างละเอียดถี่ถ้วน นั่นคือเราต้องการสมการสถานะ (Equation of State) ของสารในดาวฤกษ์

สำหรับกรณีทั่วไปแล้วดาวจะประกอบด้วยแก๊ส และเราสมมติว่าดาวปกติเป็นแก๊สอุดมคติ (Ideal Gas) ซึ่งจะประพฤติตามกฎของแก๊สอย่างสมบูรณ์ ดังนี้

$$P(r) = n(r)kT(r) \qquad (5.15)$$

โดยที่ P(r) คือความดันแก๊สที่ระยะทาง r

n(r) คือความหนาแน่นของจำนวนอนุภาค

k คือค่าคงที่โบลต์ซมันน์ ซึ่งมีค่าเท่ากับ 1.381×10^{-23} จูลน์ต่อเคลวิน และ T(r) คืออุณหภูมิสัมบูรณ์ของดาวที่ระยะ r จากจุดศูนย์กลาง ค่าของ n(r) อาจเขียนในพจน์ของความหนาแน่น $\rho(r)$ และมวลเฉลี่ยของสาร m(r) ดังนี้

$$n(r) = \frac{\rho(r)}{m(r)} \qquad (5.16)$$

ดังนั้นสมการสถานะของแก๊สกลายเป็น

$$P(r) = \frac{\rho(r)kT(r)}{m(r)} \qquad (5.17)$$

ค่าของ m(r) ขึ้นกับปริมาณของธาตุต่าง ๆ ที่มีอยู่ในดาวฤกษ์ หรือขึ้นกับองค์ประกอบของดาวนั่นเอง m(r) จึงเป็นค่าที่เราจะต้องกำหนดในการสร้างแบบจำลองของดาว

จากสมการที่กล่าวข้างต้นทำให้นักดาราศาสตร์สามารถพิจารณาสภาวะภายในของดาวฤกษ์ได้ทุกตำแหน่งในแบบจำลอง ซึ่งในการแก้ปัญหาสมการดังกล่าวเราจำเป็นต้องกำหนดค่าเริ่มต้น (Initial or Boundary Values) ของ P(r), T(r), L(r) และ M(r) ก่อน เช่นที่พื้นผิวหรือที่ใจกลางของดาวฤกษ์ เป็นต้น

ตัวอย่างเช่น กรณีของดวงอาทิตย์ เราต้องการหาอุณหภูมิที่ใจกลางของดวงอาทิตย์ โดยกำหนดให้ $P = P_c$ และ $\rho = \bar{\rho}_\odot$ ในสมการ (5.17) เราจะได้อุณหภูมิ T_c ที่ใจกลางของดวงอาทิตย์เป็น

$$T_c = \frac{mP_c}{k\bar{\rho}_\odot} \qquad (5.18)$$

เนื่องจากที่ใจกลางของดวงอาทิตย์ประกอบด้วยไอออนไฮโดรเจนเป็นส่วนใหญ่ ดังนั้นมวลเฉลี่ยของอนุภาค m จึงประมาณให้เท่ากับมวลเฉลี่ยของโปรตอนและอิเล็กตรอน ซึ่งมีค่าประมาณครึ่งหนึ่งของมวลโปรตอน คือ

$$m = \frac{1}{2} \times 1.67 \times 10^{-27} \qquad \text{กิโลกรัม}$$

ดังนั้นเราจะได้

$$T_c = 12 \times 10^6 \qquad \text{องศาเคลวิน}$$

ซึ่งอุณหภูมิสูงขนาดนี้ไม่มีทางที่ของแข็งหรือของเหลวใดจะอยู่ได้ แม้กระทั่งแก๊สยังแตกตัวเป็นไอออนกับอิเล็กตรอนอิสระ กลายเป็นสถานะที่เรียกว่าพลาสมา (Plasma)

5.3.3 แหล่งกำเนิดพลังงานของดาวฤกษ์

จากสมการโครงสร้างของดาวฤกษ์ข้อที่ 4 เราพบว่า สภาพส่องสว่างของดาวขึ้นอยู่กับค่าอัตราการผลิตพลังงาน ϵ ต่อหน่วยมวลสารของดาวฤกษ์ สำหรับดวงอาทิตย์จะมีค่า ϵ เฉลี่ย ($\bar{\epsilon}_\odot$) คำนวณหาได้จากสภาพส่องสว่าง $L_\odot$ คือ

$$\bar{\epsilon}_\odot = \frac{L_\odot}{M_\odot} = \frac{4 \times 10^{33}}{2 \times 10^{33}} \frac{\text{เอิร์ก/วินาที}}{\text{กรัม}}$$

$$= 2.0 \qquad \text{เอิร์ก/วินาที/กรัม}$$

ในปัจจุบันเราทราบจากการวิเคราะห์ทางด้านธรณีวิทยาและการศึกษาแร่ยูเรเนียมที่อยู่บนพื้นโลกว่า ระบบสุริยะของเราเกิดขึ้นมานานมากกว่าสามพันล้านปีมาแล้ว ซึ่งเราอาจกล่าวได้ว่าดวงอาทิตย์เริ่มผลิตพลังงานออกมาแล้วเป็นเวลาไม่ต่ำกว่า 10^{17} วินาที หมายความว่าเมื่อคิดเฉลี่ยแล้วทุก ๆ กรัมของมวลสารในดวงอาทิตย์จะสร้างพลังงานได้อย่างน้อย 2×10^{17} เอิร์ก นับเป็นปริมาณพลังงานมหาศาล ซึ่งเราพบว่าจะไม่มีสสารใด ๆ ในโลกที่สามารถให้พลังงานจากปฏิกิริยาเคมีได้สูงขนาดนี้ ดังนั้นการผลิตพลังงานของดาวฤกษ์จึงไม่ได้เกิดจากปฏิกิริยาเคมีอย่างแน่นอน พลังงานในดาวฤกษ์จึงอาจได้จาก (1) **การยุบตัวของดาวเนื่องจากแรงโน้มถ่วง** และหรือ (2) **ปฏิกิริยานิวเคลียร์**ซึ่งเกิดจากการหลอมตัวของนิวเคลียสของธาตุเบาเช่นไฮโดรเจน กรรมวิธีทั้งสองนี้ต่างก็มีความสำคัญต่อขั้นตอนต่าง ๆ ของการวิวัฒนาการของดาวมาก

(1) **การยุบตัวด้วยแรงโน้มถ่วง** เราทราบแล้วว่าพลังงานศักย์แห่งการโน้มถ่วง สามารถเปลี่ยนไปเป็นพลังงานจลน์และพลังงานความร้อนได้ ซึ่งเกิดจากเมื่อดาวยุบตัวเล็กลง พลังงานศักย์แห่งการโน้มถ่วงของมันจะลดลงในขณะเดียวกันแรงโน้มถ่วงระหว่างส่วนต่าง ๆ ของดาวจะเพิ่มขึ้น ทำให้ความดันรวมทั้งอุณหภูมิและพลังงานความร้อนภายในของดาวต้องเพิ่มขึ้นเพื่อต้านทานกับความโน้มถ่วง แต่พลังงานศักย์แห่งการโน้มถ่วงจะลดลงเร็วเป็น 2 เท่าของพลังงานความร้อนที่เพิ่มขึ้น พลังงานที่เหลือจะต้องถูกคายออกไปนอกดาวกลายเป็นความสว่างของมัน เพื่อให้เห็นได้ดีขึ้นเรามาพิจารณาดาวคู่ระบบหนึ่ง โดยสมมติว่าดาวบริวารที่มีมวล m โคจรรอบดาวแม่ที่มีมวล M ในวงโคจรรัศมี r ด้วยอัตราเร็ว v ดังนั้นพลังงานจลน์ของดาวบริวารจะมีค่าเป็น

$$E_K = \frac{1}{2} mv^2$$

ส่วนพลังงานศักย์แห่งความโน้มถ่วงจะมีค่าเป็น

$$E_p = \frac{-GMm}{r}$$

และแรงสู่ศูนย์กลางมีค่าเป็น

$$\frac{GMm}{r^2} = \frac{mv^2}{r}$$

ดังนั้น $$\frac{1}{2} mv^2 = \frac{1}{2} \frac{GMm}{r}$$

$$E_K = -\frac{1}{2} E_p$$

นั่นคือพลังงานจลน์มีค่าเป็นเพียงครึ่งหนึ่งของขนาดพลังงานศักย์แห่งการโน้มถ่วง ถ้าเราให้ดาวบริวารโคจรใกล้ดาวแม่ยิ่งขึ้น เราจะได้ความสัมพันธ์ใหม่เป็น

$$E_K' = \frac{1}{2} E_p'$$

ดังนั้น

$$E_K' - E_K = -\frac{1}{2}(E_p' - E_p) \qquad (5.19)$$

เราเห็นได้ว่าพลังงานจลน์เพิ่มขึ้นเป็นเพียงครึ่งหนึ่งของพลังงานศักย์ที่ลดลง ส่วนพลังงานศักย์อีกครึ่งหนึ่งจะต้องส่งต่อไปยังตัวการที่ทำให้เกิดการเปลี่ยนแปลงวงโคจรของดาวบริวารนั้น สำหรับกรณีของการยุบตัวของดาวพลังงานนี้ก็คือความสว่างของดาวนั่นเอง

ตัวอย่างเช่นในกรณีของดวงอาทิตย์พลังงานศักย์แห่งความโน้มถ่วงเฉลี่ยที่กลายเป็นความสว่างของดวงอาทิตย์คือ $\frac{1}{2} GM_\odot^2/R_\odot$ และพลังงานต่อหน่วยมวลคือ

$$\frac{GM_\odot}{2R_\odot} = 9.54 \times 10^{14} \qquad \text{เอิร์ก/กรัม}$$

ซึ่งน้อยกว่าปริมาณที่ดวงอาทิตย์ต้องการใช้ตั้งแต่เกิดจนถึงปัจจุบันหลายร้อยเท่า

และเวลาที่ดวงอาทิตย์ใช้ในการคายพลังงานปริมาณนี้ออกไปจะเป็น

$$\frac{9.54 \times 10^{14}}{\epsilon_\odot} = 4.77 \times 10^{14} \qquad \text{วินาที}$$

$$= 15 \qquad \text{ล้านปี}$$

แต่อายุของดวงอาทิตย์ประมาณห้าพันล้านปี ดังนั้นดวงอาทิตย์จะต้องมีแหล่งพลังงานอื่นอีก นักดาราศาสตร์จึงเริ่มมองความเป็นไปได้ที่ดาวจะผลิตพลังงานออกมาจากปฏิกิริยานิวเคลียร์

(2) **ปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์** แหล่งพลังงานที่ทำให้ดาวส่องแสงสว่างได้เป็นเวลานานมาก ๆ คือปฏิกิริยาการหลอมเทอร์โมนิวเคลียร์ (Thermonuclear Fusion Reaction) ที่ภายในใจกลางของดาว ภายใต้อุณหภูมิและความหนาแน่นสูงเพียงพอที่จะทำให้นิวเคลียสขนาดเบาชนกันบ่อยครั้งและแรงพอที่จะทำให้มันหลอมตัวกลายเป็นนิวเคลียสที่หนักของธาตุใหม่ซึ่งมีมวลอะตอมสูงขึ้นไป ในขณะเดียวกันมวลหนึ่งส่วนของสสารที่เข้าทำปฏิกิริยาได้หายไป มวลที่หายไปนี้จะแปรกลับกลายเป็นพลังงานจำนวนมหาศาลตามสมการของไวน์สไตน์ที่ได้ให้ไว้ในทฤษฎีสัมพัทธภาพของเขาคือ

$$E = mc^2 \qquad (5.20)$$

เมื่อ m คือมวลที่แปรเป็นพลังงาน c คือความเร็วแสงในสุญญากาศซึ่งมีค่าเท่ากับ 3×10^{10} ซม./วินาที สมมติว่ามวลสารหนึ่งกรัมได้แปรเป็นพลังงานทั้งหมดจะได้

$$E = 1 \times (3 \times 10^{10})^2$$

$$= 9 \times 10^{20} \qquad \text{เอิร์ก}$$

จะเห็นได้ว่าเป็นพลังงานมหาศาลเทียบได้เท่ากับ 25 ล้านวัตต์ชั่วโมง เนื่องจากปฏิกิริยาการ

หลอมนิวเคลียสในดาวฤกษ์ทั้งหลายทำให้เกิดนิวเคลียสของธาตุใหม่ขึ้น เราจึงเรียกว่าการสังเคราะห์นิวเคลียส (Nucleo-synthesis)

การที่นิวเคลียสเบา 2 ตัวจะหลอมรวมกันได้ มันต้องเข้าใกล้กันเป็นระยะทางสั้นกว่า 10^{-13} ซม. แต่การที่มันจะเข้าใกล้กันขนาดนี้ได้ทั้งที่มีแรงผลักทางไฟฟ้าระหว่างนิวเคลียสของธาตุต่าง ๆ ซึ่งมีประจุไฟฟ้าเป็นบวกทั้งคู่ นิวเคลียสจะต้องวิ่งด้วยอัตราเร็วสูงมากจนสามารถเอาชนะแรงผลักนี้ได้ และเมื่อนิวเคลียสเข้าใกล้กันเป็นระยะ 10^{-13} ซม., แล้วจะมีแรงนิวเคลียร์กระทำต่อกันและดึงอนุภาคในนิวเคลียสให้รวมกันได้ ดังนั้นปฏิกิริยาการหลอมนิวเคลียสที่เกิดได้ง่ายที่สุดก็คือปฏิกิริยาระหว่างนิวเคลียสที่มีประจุน้อยที่สุด ได้แก่ โปรตอนหรือนิวเคลียสของอะตอมไฮโดรเจนนั่นเอง เนื่องจากแรงผลักระหว่างประจุไฟฟ้าที่เรียกว่ากำแพงคูลอมบ์ (Coulomb Barrier) มีค่าน้อยที่สุด เมื่อภายในใจกลางของดาวฤกษ์มีอุณหภูมิสูงประมาณ 10 ล้านองศาเคลวิน จะทำให้นิวเคลียสหรือโปรตอนของไฮโดรเจนเกิดปฏิกิริยาหลอมตัวขึ้นได้ ซึ่งโปรตอนหรือนิวเคลียสของมันที่อุณหภูมิสูงขนาดนี้จะมีความเร็วในตัวเพียงพอที่จะวิ่งต่อสู้กับกำแพงคูลอมบ์เข้าใกล้กันจนมีแรงนิวเคลียร์กระทำต่อกันได้ แรงทางนิวเคลียร์แบ่งออกเป็น 2 ชนิดคือ

ก) แรงทางนิวเคลียร์แบบเข้ม (Strong Nuclear Force)

ข) แรงทางนิวเคลียร์แบบอ่อน (Weak Nuclear Force)

เมื่อเราพิจารณานิวเคลียสของอะตอมซึ่งประกอบด้วยโปรตอนและนิวตรอน พบว่าอนุภาคทั้งสองชนิดยึดเหนี่ยวอยู่ด้วยกันได้ด้วยแรงชนิดหนึ่งที่ไม่ใช่แรงทางแม่เหล็กไฟฟ้า แต่เป็นแรงแบบเข้ม (Strong Force) ซึ่งเกิดจากการแลกเปลี่ยนอนุภาคระหว่างโปรตอนและนิวตรอนอนุภาคนี้มีชื่อเรียกว่า **"เมซอน" (Mesons)** และการแลกเปลี่ยนเมซอนจะก่อให้เกิดแรงดึงดูดให้โปรตอนและนิวตรอนยึดติดกันได้ จึงเรียกเป็นแรงทางนิวเคลียร์แบบเข้ม นอกจากนี้เรายังพบว่าโปรตอนและนิวตรอนสามารถทำปฏิกิริยาต่อกันด้วยแรงทางนิวเคลียร์แบบอ่อนอีกด้วย ซึ่งเกิดจากการแลกเปลี่ยนอนุภาคชนิดหนึ่งที่เรียกว่า **"วีคออน" (Weakons)** อนุภาคชนิดนี้คาดว่าจะมีมวลมากกว่าโปรตอนถึง 100 เท่า และแรงที่เกิดขึ้นเป็นแรงพิสัยสั้น (Short Range Force) แรงทางนิวเคลียร์แบบอ่อนนี้มีความสำคัญมากในการสังเคราะห์นิวเคลียสของธาตุหนักชนิดต่าง ๆ ในดาวฤกษ์ เพราะว่าแรงชนิดนี้สามารถเปลี่ยนโปรตอนให้เป็นนิวตรอน และในทางกลับกันก็สามารถเปลี่ยนนิวตรอนให้เป็นโปรตอนได้ด้วย เช่น นิวตรอนที่อยู่นอกนิวเคลียส ($_0n^1$) ของอะตอมจะสลายตัวไปด้วยแรงทางนิวเคลียร์แบบอ่อนแล้วปล่อยโปรตอน ($_1P^1$) อิเล็กตรอน ($_{-1}\bar{e}^0$) และแอนตีนิวตริโน ($\bar{\nu}$) ออกมาภายในเวลา 10 นาที นั่นคือ

$$_0n^1 \rightarrow {}_1P^1 + {}_{-1}\bar{e}^0 + \bar{\nu} \qquad (5.21)$$

เมื่อพิจารณานิวเคลียสของอะตอมไฮโดรเจนจะพบว่ามันประกอบด้วยโปรตอนเพียงตัวเดียวเท่านั้น ซึ่งเขียนได้ว่า

$$_1P^1 = {}_1H^1$$

แต่สำหรับนิวเคลียสของธาตุหนักกว่าจะประกอบด้วยโปรตอนและนิวตรอนเป็นจำนวนมาก ดังนั้นในการหลอมไฮโดรเจนให้เป็นธาตุหนักกว่า แรงนิวเคลียร์แบบอ่อนจะต้องมีส่วนร่วมด้วย โดยเปลี่ยนโปรตอนในตอนเริ่มแรกให้กลายเป็นนิวตรอน และหลังจากนั้นแรงทางนิวเคลียร์แบบเข้มจึงทำหน้าที่ยึดให้โปรตอนกับนิวตรอนอยู่ร่วมกันได้ต่อไป

เนื่องจากดาวฤกษ์จะประกอบด้วยไฮโดรเจนเป็นส่วนใหญ่ ดังนั้นไฮโดรเจนจึงเป็นองค์ประกอบสำคัญในปฏิกิริยานิวเคลียร์ของดาวฤกษ์ ไฮโดรเจนจะหลอมตัวกันเป็นนิวเคลียสที่เสถียรของธาตุหนักกว่าตัวถัดไปคือ ฮีเลียม $_2He^4$ ซึ่งมีเลขมวลเท่ากับ 4 และเนื่องจากไฮโดรเจนมีเลขมวลเท่ากับ 1 ดังนั้นจะต้องใช้โปรตอนถึง 4 ตัวในการหลอมตัวกลายเป็นนิวเคลียสของฮีเลียม 1 ตัว แต่มวลหนึ่งอะตอมของฮีเลียมไม่เท่ากับมวลของโปรตอน 4 ตัว ดังนั้นจะมีมวลหายไปซึ่งกลายเป็นพลังงานตามสมการของไอน์สไตน์ เราสามารถคำนวณพลังงานที่หายไปในการผลิตนิวเคลียสของฮีเลียมจากนิวเคลียสของไฮโดรเจนได้ดังนี้

$_1H^1$ 4 ตัวมีมวลเท่ากับ	$1.0078 \times 4 = 4.0312$	หน่วยมวลอะตอม
$_2He^4$ 1 ตัวมีมวลเท่ากับ	4.0026	หน่วยมวลอะตอม

ดังนั้นจะมีมวลหายไปเป็น $4.0312 - 4.0026 = 0.0286$ หน่วยมวลอะตอม
แต่ 1 หน่วยมวลอะตอมเท่ากับ 1.66×10^{-24} กรัม ดังนั้นจากสมการ (5.20)

$$\begin{aligned} E &= mc^2 \\ &= (0.0286)\,(1.66 \times 10^{-24})\,(3 \times 10^{10})^2 \\ &= 3.4 \times 10^{-5} \quad \text{เอิร์ก} \end{aligned}$$

ต่อไปเราต้องการหาพลังงานทั้งหมดที่เก็บอยู่ในดาวฤกษ์ อย่างเช่นดวงอาทิตย์ด้วยสมการ (5.20) โดยสมมติว่าเดิมดวงอาทิตย์ประกอบด้วยไฮโดรเจนบริสุทธิ์ทั้งหมด มวลที่หายไปในปฏิกิริยาการหลอมนิวเคลียสคิดเป็นสัดส่วนเท่ากับ 0.0286/4.0312 = 0.0071 ของมวลเดิมของไฮโดรเจน ต่อไปเราคิดว่ามวลของไฮโดรเจนที่เข้าสู่ปฏิกิริยานี้ได้อยู่ที่ใจกลางของดวงอาทิตย์ ดังนั้นจะมีเพียง 10 เปอร์เซ็นต์ของมวลทั้งหมดของดวงอาทิตย์เท่านั้นที่จะกลายเป็นฮีเลียม ทำให้มีพลังงานทั้งหมดที่ดวงอาทิตย์จะใช้ได้มีค่าเป็น

$$E_{\text{ทั้งหมด}} = 0.1 \times M_{\odot}c^2 \times (0.0071)$$
$$= 1.28 \times 10^{51} \quad \text{เอิร์ก}$$

แต่ปัจจุบันดวงอาทิตย์มีการแผ่พลังงานรังสีเท่ากับ $L_{\odot} = 3.9 \times 10^{33}$ เอิร์กต่อวินาที ดังนั้นดวงอาทิตย์จะแผ่พลังงานรังสีขนาดนี้ได้เป็นเวลาทั้งหมดเท่ากับ

$$\frac{E_{\text{ทั้งหมด}}}{L_{\odot}} = \frac{1.28 \times 10^{51}}{3.90 \times 10^{33}} \quad \text{วินาที}$$
$$= 10{,}000 \quad \text{ล้านปี}$$

แต่อายุของระบบสุริยะในปัจจุบันเป็น 5,000 ล้านปี ดังนั้นทฤษฎีแหล่งพลังงานเทอร์โมนิวเคลียร์จึงนับว่าเป็นไปได้ แต่ถ้าเป็นเช่นนี้จริงดวงอาทิตย์จะยังอยู่ต่อไปได้อีก 5,000 ล้านปี

จากปฏิกิริยาการหลอมตัวของนิวเคลียสของไฮโดรเจน 4 ตัวกลายเป็นนิวเคลียสของฮีเลียม 1 ตัว คงจะไม่ได้เกิดจากโปรตอนทั้ง 4 ตัวมาชนกันในขณะเดียวกันเป็นแน่ เนื่องจากโอกาสเช่นนี้คงเป็นไปได้ยากมาก ถึงแม้จะอยู่ในที่ซึ่งมีความหนาแน่นสูงมากอย่างบริเวณใจกลางของดาวก็ตาม ดังนั้นปฏิกิริยาจะต้องเกิดขึ้นเป็นกระบวนการตามลำดับขั้น จากการทดลองในห้องปฏิบัติการเพื่อทำให้อนุภาคมีความเร็วสูงมาก ๆ โดยใช้เครื่องเร่งอนุภาค (Accelerator) พบว่าไฮโดรเจนจะกลายเป็นฮีเลียมได้ 2 กระบวนการตามลำดับขั้น คือ (1) ปฏิกิริยาลูกโซ่โปรตอน-โปรตอน (Proton-proton Chain Reaction) เป็นปฏิกิริยาที่เกิดขึ้นในช่วงอุณหภูมิต่ำกว่า 20 ล้านองศาเคลวิน นับว่าเป็นกระบวนการที่สำคัญให้พลังงานในดวงอาทิตย์และดาวฤกษ์ที่มีอุณหภูมิภายในต่ำกว่าดวงอาทิตย์ (2) ปฏิกิริยาวัฏจักรคาร์บอน หรือมีชื่อเรียกอีกอย่างว่าวัฏจักร ซี-เอ็น-โอ (CNO Cycle) เกิดขึ้นมากที่อุณหภูมิสูงกว่า 20 ล้านองศาเคลวิน เนื่องจากใช้ธาตุหนักคือ คาร์บอน ออกซิเจน และไนโตรเจนเป็นตัวช่วย (Catalyst) และวัฏจักรคาร์บอนจะเกิดกับดาวที่อยู่ก่อนดาวแบบ F แต่จะเกิดน้อยมากในดาวที่อยู่ต่ำกว่าหรืออยู่หลังดวงอาทิตย์ในแถบขบวนหลัก

ปฏิกิริยาลูกโซ่โปรตอน-โปรตอน มีกระบวนการตามลำดับขั้นซึ่งเขียนเป็นสมการปฏิกิริยาย่อยได้ดังนี้

$$_1H^1 + {}_1H^1 \rightarrow {}_1H^2 + {}_1e^+ + \nu \qquad (5.22ก)$$

$$_1H^2 + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^3 + \gamma \qquad (5.22ข)$$

$$_2He^3 + {}_2He^3 \rightarrow {}_2He^4 + {}_1H^1 + {}_1H^1 \qquad (5.22ค)$$

ในขั้นแรก [สมการ (5.22ก)] มีโปรตอน ($_1H^1$) สองตัวรวมกันเป็นดิวทีรอน ($_1H^2$) ซึ่งเป็นนิวเคลียสของดิวทีเรียม (Deuterium) หรือไฮโดรเจนหนัก ในกระบวนการนี้มีโพสิตรอน (Positron e^+) ซึ่งเป็นอนุภาคเช่นเดียวกับอิเล็กตรอนแต่มีประจุบวกเกิดขึ้นมาหนึ่งตัว นอกจากนี้ยังมีอนุภาคอีกชนิดหนึ่งเรียกว่า นิวตริโน (ν) ซึ่งมีมวลน้อยเหลือเกินและไม่มีประจุไฟฟ้าแต่มีความเร็วสูงใกล้เคียงกับความเร็วแสง นิวตริโนมีขนาดเล็กมากสามารถทะลุผ่านมวลสารของดาวฤกษ์ออกสู่อวกาศได้อย่างสะดวกง่ายดาย และนำพาโมเมนตัมส่วนเกินออกจากปฏิกิริยาไป ขั้นตอนต่อมา [สมการ (5.22ข)] ดิวทีรอนหนึ่งตัวรวมตัวกับโปรตอนหนึ่งตัวกลายเป็นนิวเคลียสของฮีเลียม 3 ($_2He^3$) ซึ่งเป็นไอโซโทป (Isotope) ตัวหนึ่งของธาตุฮีเลียม ในกรณีนี้เกิดพลังงานโฟตอน (γ) ในรูปของรังสีแกมมา ขั้นตอนสุดท้าย [สมการ (5.22ค)] เมื่อปฏิกิริยาในสมการ (5.22ก) และ (5.22ข) ต่างเกิดขึ้นขั้นตอนละสองครั้งแล้ว จะได้ฮีเลียม 3 สองตัว ซึ่งจะเข้าทำปฏิกิริยากันเองอีกครั้งหนึ่ง เกิดเป็นอนุภาคแอลฟา $_2He^4$ และมีโปรตอนกลับคืนมาสองตัว ดังนั้นจากสมการทั้งสามหรือกระบวนการตามลำดับขั้นนั้น จะเห็นได้ว่าต้องใช้โปรตอนทั้งหมด 6 ตัว แต่กลับคืนมา 2 ตัว และเกิดนิวเคลียสของฮีเลียมขึ้น 1 ตัว

อย่างไรก็ตามนอกจากปฏิกิริยาตามสมการ (5.22) ซึ่งเป็นส่วนสำคัญที่ได้นิวเคลียสของฮีเลียมแล้ว ยังอาจเกิดปฏิกิริยาหลอมตัวอีกอย่างหนึ่งขึ้นได้ดังนี้

$$_2He^3 + {}_2He^4 \rightarrow {}_4Be^7 + \gamma \qquad (5.23ก)$$

$$_4Be^7 + {}_1\bar{e}^0 \rightarrow {}_3Li^7 \qquad (5.23\text{-}d)$$

$$_3Li^7 + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^4 + {}_2He^4 \qquad (5.23ค)$$

นั่นคือนิวเคลียสของไอโซโทปสองชนิดของฮีเลียมรวมกันกลายเป็นนิวเคลียสของธาตุเบอรีเลียม ($_4B^7c$) และให้พลังงานรังสีแกมมาหรือโฟตอนออกมา หลังจากนั้นเบอรีเลียมเข้าทำปฏิกิริยากับอิเล็กตรอนกลายเป็นลิเธียม ($_3Li^7$) ซึ่งจะทำปฏิกิริยากับโปรตอนต่อไปให้นิวเคลียสของฮีเลียมสองตัวในที่สุด

ปฏิกิริยาวัฏจักรคาร์บอนในกระบวนการตามลำดับขั้นนี้จะมีนิวเคลียสของไนโตรเจนและออกซิเจนเกิดขึ้นในขั้นตอน แต่สำหรับธาตุคาร์บอนเป็นตัวเข้าทำปฏิกิริยากับไฮโดรเจนในขั้นแรกและคายออกมาในขั้นสุดท้าย ดังนั้นจึงถือว่าคาร์บอนทำหน้าที่เป็นตัวช่วย เพราะถ้าเดิมดาวฤกษ์ไม่มีธาตุคาร์บอนอยู่ก่อนแล้วแม้อุณหภูมิจะสูงเพียงพอก็ตาม กระบวนการของวัฏจักรคาร์บอนนี้ก็จะเกิดขึ้นไม่ได้

เราสามารถเขียนสมการปฏิกิริยาวัฏจักรคาร์บอนในกระบวนการตามลำดับขั้น ดังนี้

$$_6C^{12} + {}_1H^1 \rightarrow {}_7N^{13} + \gamma \qquad (5.24ก)$$

$$_7N^{13} \rightarrow {}_6C^{13} + {}_1e^+ + \nu \qquad (5.24ข)$$

$$_6C^{13} + {}_1H^1 \rightarrow {}_7N^{14} + \gamma \qquad (5.24ค)$$

$$_7N^{14} + {}_1H^1 \rightarrow {}_8O^{15} + \gamma \qquad (5.24ง)$$

$$_8O^{15} \rightarrow {}_7N^{15} + {}_1e^+ + \nu \qquad (5.24จ)$$

$$_7N^{15} + {}_1H^1 \rightarrow {}_6C^{12} + {}_2He^4 \qquad (5.24ฉ)$$

จะเห็นได้ว่าวัฏจักรเริ่มต้นด้วยคาร์บอน 12 เข้าทำปฏิกิริยากับโปรตอนได้ไนโตรเจน 13 และปล่อยโฟตอนออกมา ต่อจากนั้นไนโตรเจน 13 ซึ่งไม่เสถียรจะสลายตัวให้คาร์บอน 13 พร้อมทั้งโพสิตรอนและนิวตริโน ขั้นตอนที่สามโปรตอนอีกตัวหนึ่งเข้าทำปฏิกิริยาหลอมตัวกับคาร์บอน 13 ได้ไนโตรเจน 14 และโฟตอน ขั้นตอนที่สี่โปรตอนตัวที่สามเข้าหลอมตัวกับไนโตรเจน 14 ได้ออกซิเจน 15 และโฟตอนอีก ออกซิเจน 15 ซึ่งเป็นไอโซโทปไม่เสถียรจะสลายตัวให้ไนโตรเจน 15 พร้อมทั้งโพสิตรอนและนิวตริโนและขั้นตอนสุดท้ายไนโตรเจน 15 ทำปฏิกิริยาหลอมตัวกับโปรตอนตัวที่สีให้คาร์บอน 12 กลับคืนมาพร้อมกับเกิดนิวเคลียสของฮีเลียมหนึ่งตัว

เมื่อพิจารณาดูขั้นตอนทั้งหมดในวัฏจักรคาร์บอนแล้วเห็นได้ว่า ไอโซโทปของไนโตรเจนและออกซิเจนที่เกิดขึ้นในขั้นตอนต่าง ๆ ได้สลายตัวไปหมด โฟตอนที่เกิดขึ้นจะเดินทางออกจากใจกลางของดาวฤกษ์โดยการส่งถ่ายรังสีผ่านเขตการแผ่รังสี และผ่านเขตการพา (Convection Sone) แล้วแผ่กระจายออกสู่อวกาศ

ที่อุณหภูมิสูงมาก ๆ ถึง 100 ล้านเคลวิน ฮีเลียมจะเข้าหลอมตัวกันเองกลายเป็นธาตุหนักขึ้น คือ คาร์บอน ออกซิเจน และนีออน ปฏิกิริยาจะเกิดจากนิวเคลียสของฮีเลียมสามตัวเข้าหลอมรวมเป็นคาร์บอนตามกระบวนการดังนี้

$$_2He^4 + {}_2He^4 \rightleftarrows {}_4Be^8 + \gamma \qquad (5.25\ ก)$$

$$_4Be^8 + {}_2He^4 \rightarrow {}_6C^{12} + \nu \qquad (5.25\ ข)$$

ปฏิกิริยานี้เรียกว่า กระบวนการสามแอลฟา (Triple – α Process) ซึ่งซัลปีเตอร์ (Salpeter) เป็นผู้เสนอเพื่อแก้ปัญหาเกี่ยวกับการหลอมตัวกันเองของนิวเคลียสฮีเลียมในปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์ภายในดาวฤกษ์ ซึ่งเป็นขั้นแรกของการหลอมฮีเลียม

ตามปกติแล้วนิวเคลียสของเบอริเลียม 8 ที่เกิดขึ้นจะเป็นนิวเคลียสที่ไม่เสถียรและ

เกิดการสลายตัวแบบแอลฟา (Alpha-Decay) ไปเป็นนิวเคลียสของฮีเลียม 4 สองตัว ภายในเวลาประมาณ 2.6×10^{-16} วินาทีเท่านั้น ดังนั้นสมการ (5.25 ก) เราจึงให้มีเครื่องหมายลูกศรสองทาง อย่างไรก็ตามภายใต้อุณหภูมิและความหนาแน่นสูง ๆ ภายในใจกลางของดาวฤกษ์คงจะมีนิวเคลียสของเบอริเลียม 8 หลงเหลืออยู่บ้าง และบางตัวจะหลอมตัวรวมเข้ากับฮีเลียม 4 กลายเป็นนิวเคลียสของคาร์บอน 12 ต่อไป

เมื่อมีนิวเคลียสของคาร์บอนที่เสถียรเกิดขึ้นแล้ว ปฏิกิริยาขั้นต่อไปก็สามารถดำเนินต่อไปได้โดยง่าย และธาตุหนักต่าง ๆ ก็จะถูกสังเคราะห์ขึ้นมาจนถึงธาตุเหล็กในที่สุด กล่าวคือในบางโอกาสนิวเคลียสของคาร์บอน 12 จะเข้าหลอมตัวรวมกับนิวเคลียสของฮีเลียมกลายเป็นออกซิเจน 16 ซึ่งจะรวมกับฮีเลียม 4 อีก แล้วกลายเป็น $_{10}Ne^{20}$, $_{12}Mg^{24}$,.....หรือในบางครั้งนิวเคลียสของคาร์บอนอาจจะเข้าหลอมตัวกันเองเกิดเป็นนิวเคลียสของแมกเนเซียม ดังสมการ

$$_6C^{12} + {}_6C^{12} \rightarrow {}_{12}Mg^{24} + \gamma \tag{5.26}$$

หลังจากนั้นนิวเคลียสของธาตุหนักอื่น ๆ ก็จะถูกสังเคราะห์ขึ้นได้ต่อ ๆ ไป อย่างไรก็ตามธาตุหนักต่าง ๆ ที่ถูกสังเคราะห์ขึ้นมานั้น จะมีประจุไฟฟ้ามาก ดังนั้นการหลอมธาตุหนักยิ่งขึ้นจึงต้องการอุณหภูมิที่สูงขึ้นมากพอที่จะเอาชนะแรงผลักระหว่างประจุไฟฟ้าให้ได้ นั่นหมายความว่าธาตุหนักที่จะถูกสังเคราะห์ขึ้นในดาวฤกษ์ได้ก็ต่อเมื่อ ดาวฤกษ์นั้นมีอุณหภูมิภายในที่สูงพอเท่านั้น สำหรับดาวฤกษ์ที่มีมวลน้อย หรืออุณหภูมิต่ำจะไม่สามารถสังเคราะห์ธาตุหนักขึ้นมาได้

5.4 แบบจำลองของดาวฤกษ์

จากการศึกษาสภาวะภายในของดาวฤกษ์โดยพิจารณาตามหลักการทางฟิสิกส์ที่เป็นพื้นฐานของโครงสร้างของดาวในหัวข้อที่แล้ว หลักการเหล่านี้จะเป็นเครื่องมือที่นักดาราศาสตร์ฟิสิกส์ใช้ในการคำนวณหาแบบจำลองของดาว ซึ่งเป็นการบอกค่าตัวแปรและอัตราการเปลี่ยนแปลงของปริมาณทางฟิสิกส์ที่จุดต่าง ๆ ภายในดาวฤกษ์ ตั้งแต่จุดศูนย์กลางออกมาจนถึงผิวดาว ตัวแปรเหล่านี้ได้แก่ อุณหภูมิ T(r) มวล M(r) ความหนาแน่น $\rho(r)$ ความดัน P(r) สภาพส่องสว่าง L(r) อัตราการผลิตพลังงาน $\epsilon(r)$ และองค์ประกอบทางเคมีซึ่งอยู่ในพจน์ของมวลเฉลี่ยของอนุภาค m(r) ตัวแปรเหล่านี้มีความสัมพันธ์กันตามสมการโครงสร้างของดาว 5 สมการ ดังที่ได้หาไว้แล้วคือสมการ (5.7), (5.8), (5.13), (5.14) และ (5.17)

เราสามารถแก้สมการเหล่านี้ได้ก็ต่อเมื่อ เราทราบค่าของตัวแปรบางตัวที่ตำแหน่งบางแห่งในดาว เช่นที่จุดศูนย์กลางและที่ผิว ซึ่งเราเรียกว่า สภาวะขอบเขต (Boundary Con-

dition) อย่างเช่นที่จุดศูนย์กลางซึ่งรัศมีมีค่าเท่ากับศูนย์ จะต้องมีมวล $M(0) = 0$ และสภาพส่องสว่างมีค่าเป็น $L(0) = 0$ สำหรับที่ผิวของดาวนั้นเราจะใช้ค่าที่สังเกตได้เป็นค่าขอบเขต กล่าวคือที่ $r = R$ = รัศมีของดาว เรามี $M(R) = M$ $L(R) = L$ $T(R) = T_e$ ส่วน $\rho(r)$ และ $P(r)$ มีค่าเกือบเป็นศูนย์ หรือเป็นค่าที่ชั้นโฟโตสเฟียร์ (Photosphere) สำหรับค่าความทึบและอัตราการผลิตพลังงาน k และ ϵ ที่ขอบเขตและที่อื่น ๆ ในดาวฤกษ์จะขึ้นกับองค์ประกอบทางเคมีหรือมวลของดาว

ค่าความทึบก็คือค่าสัมประสิทธิ์ของการดูดกลืนของบรรยากาศ ซึ่งเป็นค่าบ่งบอกว่าอะตอมในชั้นบรรยากาศของดาวฤกษ์ต่าง ๆ จะสามารถกั้นการส่งถ่ายพลังงานจากชั้นโฟโตสเฟียร์ได้มากน้อยเพียงใด ค่าความทึบของบรรยากาศนั้นเกิดเนื่องจากอิเล็กตรอน (ซึ่งเป็นทั้งที่อยู่ในอะตอมและที่เป็นอิสระ) จำนวนมากจะมีปฏิกิริยาต่อพลังงานในช่วงความยาวคลื่นต่าง ๆ ที่แผ่ออกมาจากภายในดาวฤกษ์โดยการดูดกลืนพลังงานเหล่านั้น ถ้าอิเล็กตรอนถูกยึดอยู่ในอะตอมการดูดกลืนพลังงานจะทำให้อิเล็กตรอนตื่นตัวหรือแตกตัวหลุดออกจากอะตอมกลายเป็นอิเล็กตรอนอิสระ แต่ถ้าอิเล็กตรอนเป็นอิสระอยู่แล้ว การดูดกลืนพลังงานจะทำให้พลังงานจลน์ของอิเล็กตรอนเพิ่มขึ้นอีก เนื่องจากธาตุไฮโดรเจนเป็นธาตุที่มีปริมาณมากที่สุดในบรรยากาศของดาวฤกษ์ ไฮโดรเจนจึงเป็นธาตุสำคัญที่ก่อให้เกิดการดูดกลืนพลังงานโดยขบวนการแตกตัวเป็นไอออน เมื่อบรรยากาศของดาวฤกษ์มีอุณหภูมิสูงพอที่จะทำให้อิเล็กตรอนหลุดออกจากอะตอมได้ เนื่องจากในบรรยากาศของดาวฤกษ์มีอิเล็กตรอนอิสระเป็นจำนวนมาก อะตอมของไฮโดรเจนที่เป็นกลางจะสามารถจับอิเล็กตรอนอิสระไว้ได้ และกลายเป็นไอออนลบ ซึ่งไอออนลบเหล่านี้เป็นตัวสำคัญในการดูดกลืนพลังงานที่แผ่ออกมาจากภายในของดาวฤกษ์ในช่วงความยาวคลื่นที่มองเห็นได้ โดยเฉพาะอย่างยิ่งดวงอาทิตย์ซึ่งเป็นดาวเย็นดวงหนึ่ง จะมีความทึบมากในช่วงการแผ่รังสีที่ความยาวคลื่นมองเห็นได้ เนื่องจากการดูดกลืนพลังงานของไอออนลบของไฮโดรเจนนั่นเอง

ถ้าเราพิจารณาดาวที่มีอุณหภูมิสูงขึ้น อะตอมของไฮโดรเจนจะมีอิเล็กตรอนอยู่ในสถานะตื่นตัวมาก ซึ่งหมายความว่าอิเล็กตรอนเหล่านั้นจะแตกตัวออกเป็นอิสระได้ง่าย ดังนั้นดาวที่มีอุณหภูมิสูงจะมีบรรยากาศที่มีค่าความทึบมากกว่าของดวงอาทิตย์ ตัวอย่างเช่นบรรยากาศของดาวซีรีอุสจะมีความทึบมากกว่าบรรยากาศของดวงอาทิตย์ถึง 20 เท่า

องค์ประกอบทางเคมีจะมีความสำคัญต่อโครงสร้างของดาวเป็นอย่างยิ่ง ซึ่งเราจะเห็นได้จากสมการสถานะซึ่งเป็นสมการโครงสร้างของดาวสมการหนึ่ง แสดงว่า $P(r)$ ขึ้นอยู่กับ $m(r)$ และจากสมการอุทกสถิตวัต แสดงว่า $\rho(r)$ ขึ้นกับ $P(r)$ ดังนั้น $\rho(r)$ จะขึ้นกับ $m(r)$ ด้วย และ $\rho(r)$ มีปรากฏในทุกสมการโครงสร้างของดาว จึงทำให้โครงสร้างทั้งหมดของดาว

ขึ้นกับค่า m(r) ปัญหาของเราก็คือ เรายังไม่ทราบว่าองค์ประกอบทางเคมี [m(r)] มีการเปลี่ยนแปลงอย่างไรในมวลสารของดาวฤกษ์ ดังนั้นเราจึงจำเป็นต้องใช้วิธีคาดคะเนค่า m(r) ก่อน เพื่อนำไปคำนวณหาแบบจำลองขั้นต้น หลังจากนั้นจึงนำตัวแปรต่าง ๆ ที่คำนวณได้จากแบบจำลองขั้นต้นมาเปรียบเทียบกับค่าที่ได้จากการสังเกต เสร็จแล้วจึงปรับค่า m(r) ใหม่เพื่อให้ค่าตัวแปรที่คำนวณได้ตรงกับค่าที่สังเกตได้ แล้วจึงคำนวณหาแบบจำลองที่ถูกต้องในที่สุด

ในปี ค.ศ.1926 รัสเซลล์ และวอกต์ (H. Vogt) ได้เสนอทฤษฎีบทหนึ่งซึ่งกล่าวว่า องค์ประกอบทางเคมีและมวลของดาวจะเป็นตัวกำหนดโครงสร้าง หรือค่าตัวแปรต่าง ๆ เช่น M(r), T(r), P(r), ρ(r) และ L(r) โดยที่ตัวแปรเหล่านี้มีค่าได้เพียง 1 ชุดเท่านั้น ที่ระยะทาง r จากจุดศูนย์กลางของดาวฤกษ์ ทฤษฎีบทนี้ได้ทำนายว่า ดาวที่มีองค์ประกอบเหมือนกัน แต่มีมวลไม่เท่ากันจะอยู่บนเส้นต่อเนื่องในแผนภาพเอชอาร์ ที่ลากจากด้านซ้ายบนมายังด้านขวาล่าง เส้นนี้เรียกว่าขบวนหลักเมื่อวายเป็นศูนย์ (Zero Age Main Sequence) ดาวที่มีมวลมากจะมีสภาพส่องสว่างและอุณหภูมิสูงหรืออยู่ทางปลายบน ส่วนดาวที่มีมวลน้อยจะมีสภาพส่องสว่างและอุณหภูมิต่ำหรืออยู่ทางปลายล่างของขบวนหลักนี้ ดาวที่อยู่นอกขบวนหลัก เช่น ดาวยักษ์แดงจะมีองค์ประกอบทางเคมีต่างจากดาวในขบวนหลัก ทั้งนี้เพราะว่าเมื่อได้วิวัฒนาการไปตามเวลา ปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์จะค่อย ๆ ลดธาตุเบาลง และเพิ่มธาตุหนักมากขึ้น

นักดาราศาสตร์ได้คำนวณแบบจำลองของดาวต่าง ๆ รวมทั้งของดวงอาทิตย์ด้วย ซึ่งแบบจำลองสำหรับดวงอาทิตย์มีได้หลายแบบต่างกันที่ (1) ปริมาณของธาตุไฮโดรเจน ฮีเลียม และธาตุหนักที่คาดว่าจะมีเมื่อตอนที่ดวงอาทิตย์เกิดใหม่ ๆ และ (2) ธาตุต่าง ๆ จะผสมกันและมีส่วนร่วมในปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์มากน้อยแค่ไหน เช่น ถ้าธาตุต่าง ๆ ผสมกันได้มากก็จะเกิดบริเวณการพากว้างมาก แบบจำลองของดาวทั่ว ๆ ไปจะต่างจากของดวงอาทิตย์ในแง่ขนาดและตำแหน่งของบริเวณการพา เช่น ดาวที่มีมวลมากกว่าดวงอาทิตย์ (คืออยู่สูงกว่าดวงอาทิตย์ในขบวนหลัก) จะมีบริเวณการพาที่ใจกลางของดาวแทนที่จะเป็นที่ผิวชั้นนอก เป็นต้น

5.5 วิวัฒนาการของดาว

เราทราบแล้วว่าดาวเกิดจากกลุ่มแก๊สและฝุ่นที่หดตัวลงเนื่องจากแรงโน้มถ่วงของตัวเอง ทำให้กลุ่มแก๊สร้อนขึ้น และในที่สุดแผ่รังสีเป็นดาวฤกษ์ ดังนั้นแรงโน้มถ่วงจึงมีอิทธิพลต่อวิวัฒนาการของดาวฤกษ์ เนื่องจากอำนาจของแรงโน้มถ่วงมีค่าแปรตามปริมาณมวลของกลุ่มแก๊สและฝุ่นนั้น กล่าวคือถ้ามวลของกลุ่มแก๊สนั้นมากก็จะมีแรงโน้มถ่วงมาก ดังนั้นวิวัฒนาการ

ของดาวฤกษ์จะเป็นไปตามขนาดของมวลหรือความโน้มถ่วง นอกจากนี้จากการศึกษาการเปลี่ยนแปลงโครงสร้างของดาวเนื่องจากการเปลี่ยนแปลงองค์ประกอบทางเคมีที่เกิดจากปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์ที่ได้กล่าวในหัวข้อที่แล้ว พร้อมทั้งแผนภาพเอช-อาร์ สามารถทำให้เราทราบวิวัฒนาการของดาวฤกษ์ได้

5.5.1 การกำเนิดดาวและดาวก่อนขบวนหลัก

จากการคำนวณของ **ลาร์สัน (R.B. Larson) โบเดนไฮเมอร์ (P. Boden Heimer)** และ **ฮายาชิ (C. Hayashi)** ในปี ค.ศ.1967 ทำให้เราทราบว่า ใจกลางของกลุ่มแก๊สและฝุ่นจะมีความหนาแน่นเพิ่มขึ้นสูงจนใกล้เคียงกับความหนาแน่นของดาวใช้เวลาไม่เกินหนึ่งพันปีหลังจากเริ่มมีการหดตัว สำหรับดาวที่มีมวลเท่ากับดวงอาทิตย์ที่ใจกลางนี้จะสะสมมวลและโตขึ้นทุกที ๆ จนกลายเป็นดาวในเวลาประมาณหนึ่งล้านปี ส่วนดาวที่มีมวลมากกว่านี้จะใช้เวลาน้อยกว่า และดาวที่มีมวลน้อยกว่าดวงอาทิตย์จะใช้เวลามากกว่าหนึ่งล้านปี ในขณะเดียวกันอุณหภูมิของกลุ่มแก๊สและฝุ่นนี้ในตอนแรกมีค่าประมาณ 10 K แต่จะสูงขึ้นมากอย่างรวดเร็วพร้อมกับที่ใจกลางของดาวถือกำเนิดขึ้นเมื่ออุณหภูมิสูงขึ้น อนุภาคที่ใจกลางของกลุ่มแก๊สและฝุ่นจะกลายเป็นไอ โมเลกุล (ส่วนมากคือ H_2) จะแตกออกเป็นอะตอมและในที่สุดอะตอมจะแตกตัวออกเป็นไอออน ส่วนฝุ่นภายนอกใจกลางจะบดบังแสงจากใจกลางจนมองไม่เห็น หลังจากนั้นอนุภาคของฝุ่นจะดูดกลืนรังสีจากใจกลางและคายพลังงานกลับออกมาเป็นรังสีใต้แดง ทำให้กลุ่มแก๊สมีความทึบต่อแสง จนกระทั่งในที่สุดกลุ่มแก๊สและฝุ่นจะตกลงสู่ใจกลางจนหมดสิ้น

ดังนั้นดาวที่เริ่มเกิดใหม่นี้จะยังไม่เข้าสู่ที่ตั้งในขบวนหลัก แต่จะอยู่ทางขวาของขบวนหลัก เราเรียกว่าดาวก่อนขบวนหลักซึ่งเป็นแหล่งของรังสีใต้แดงต่อเมื่อกลุ่มแก๊สและฝุ่นที่บดบังแสงจากใจกลางมีความเจือจางลง ดาวจะส่องแสงออกมาให้เห็นได้ ซึ่งขณะนี้ดาวจะมีอุณหภูมิพื้นผิวตั้งแต่ 4,000 K ถึง 7,000 K หรือมากกว่า ขึ้นอยู่กับมวลของมัน และมีรัศมีโตกว่าดาวในขบวนหลักเล็กน้อย แต่ขั้นตอนการหดตัวยังคงดำเนินต่อไปจนกระทั่งอุณหภูมิที่ใจกลางของดาวสูงขึ้นพอที่ไฮโดรเจนจะสันดาปและติดไฟได้ ขณะนี้ดาวก็จะเข้ามาอยู่ในตำแหน่งบนขบวนหลัก

ดาวที่มีมวลมากจะมีพลังงานแห่งความโน้มถ่วงที่กลายเป็นพลังงานจลน์เป็นปริมาณมากและคายออกมาเป็นความสว่าง จึงทำให้อุณหภูมิพื้นผิวของดาวมีค่าสูง ดังนั้นตำแหน่งที่ดาวเข้าสู่ขบวนหลักจะขึ้นกับมวลของมัน กล่าวคือ ดาวที่มวลมากจะมีอุณหภูมิสูงและสว่างมาก จึงเข้าสู่ขบวนหลักทางส่วนบน ส่วนดาวที่มีมวลน้อยจะมีอุณหภูมิต่ำกว่าและสลัว

จึงเข้าสู่ขบวนหลักทางส่วนล่าง เช่น ดาวที่มีมวลน้อยกว่า 0.1 $M_\odot$ การหดตัวของดาวจะมีไม่พอ ทำให้อุณหภูมิที่ใจกลางมีค่าสูงพอที่จะหลอมไฮโดรเจนและให้พลังงานเทอร์โมนิวเคลียร์ออกมาได้ พลังงานเกือบทั้งหมดของดาวประเภทนี้จึงได้จากการหดตัวด้วยความโน้มถ่วง จนในที่สุดแก๊สของดาวจะมีสภาพซ้อนสถานะ (Degenerate) ทำให้ดาวมีความดันสูงขึ้นเพียงพอที่จะต่อต้านแรงโน้มถ่วงได้ การหดตัวก็จะสิ้นสุดลง และดาวจะเย็นตัวลงอย่างช้า ๆ จนกลายเป็นดาวแคระดำ (Black Dwarf)

5.5.2 ดาวในแถบขบวนหลัก

เมื่อปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์เริ่มต้นทำงานเป็นแหล่งกำเนิดพลังงาน ความดันภายในดาวจะเพิ่มขึ้นสูงจนเกิดความสมดุลอุทกสถิต ดาวก็จะไม่หดตัวหรือยืดตัวอีกต่อไป คืออยู่ในสภาวะเสถียร เราถือว่าดาวในขณะนี้เป็นดาวที่สมบูรณ์แล้ว โดยใช้พลังงานจากปฏิกิริยานิวเคลียร์เป็นหลัก ส่วนดาวที่ยังไม่มีปฏิกิริยานิวเคลียร์เกิดขึ้น เราเรียกเป็นดาวในครรภ์ (Protostar) และเราจะเริ่มนับอายุของดาวเป็นศูนย์เมื่อดาวมีไฟนิวเคลียร์เริ่มติดขึ้นเป็นครั้งแรก ดาวอายุศูนย์จะอยู่บนขบวนหลักในแผนภาพเอช-อาร์ เรียกว่าขบวนหลักเมื่ออายุเป็นศูนย์ ซึ่งในขณะนี้ไฮโดรเจนกำลังหลอมตัวกลายเป็นฮีเลียม เมื่อองค์ประกอบทางเคมีและมวลเฉลี่ยของอนุภาคในดาวเปลี่ยนไป จะทำให้โครงสร้างของดาวเปลี่ยนไปด้วย การเปลี่ยนแปลงนี้จะเป็นไปอย่างช้า ๆ และดาวก็จะค่อย ๆ เลื่อนไปจากขบวนหลักเมื่ออายุเป็นศูนย์

การเปลี่ยนแปลงหรือวิวัฒนาการของดาวจะขึ้นกับสมบัติ 2 ประการ คือ องค์ประกอบทางเคมีเริ่มแรก และมวล

สำหรับองค์ประกอบทางเคมีเริ่มแรกนั้น ถ้าดาวดวงไหนไม่มี ${}_6C^{12}$ ที่จะใช้เป็นตัวช่วยในวัฏจักรซีเอ็นโน วัฏจักรนี้ก็จะไม่สามารถเกิดขึ้นไม่ว่าอุณหภูมิจะสูงเพียงใด, สารประกอบทางเคมีเริ่มแรกเราสามารถพิจารณาได้จากการวิเคราะห์เส้นสเปกตรัมของการแผ่รังสีซึ่งปล่อยออกมาจากบรรยากาศชั้นโฟโตสเฟียร์ของดาวฤกษ์ (ถ้าเราถือว่าสารเคมีในบรรยากาศชั้นโฟโตสเฟียร์ไม่มีการเจือปนจากสารเคมีที่สังเคราะห์ขึ้นจากใจกลางของดาวเลย ดังนั้นบรรยากาศในชั้นนี้ก็จะประกอบด้วยสารเคมีเริ่มแรกจริง ๆ) เราพบว่าดาวฤกษ์จะประกอบด้วยไฮโดรเจนประมาณ 70 เปอร์เซ็นต์ และฮีเลียม 28 เปอร์เซ็นต์ โดยน้ำหนัก สำหรับธาตุที่หนักกว่าจะมีจำนวนน้อยมากในบรรยากาศของดาวฤกษ์ เช่น ดวงอาทิตย์จะประกอบด้วยธาตุหนักประมาณ 2-3 เปอร์เซ็นต์ แต่ดาวฤกษ์ที่อยู่ในกระจุกดาวทรงกลมจะมีธาตุหนักประมาณ 0.1 ถึง 0.01 เปอร์เซ็นต์เท่านั้น

ดาวฤกษ์ที่มีธาตุหนักเป็นปริมาณมาก (ประมาณ 1 เปอร์เซ็นต์ โดยน้ำหนัก) จะจัดเป็นดาวประชากรประเภทที่ 1 สำหรับดาวฤกษ์ที่มีธาตุหนักเป็นปริมาณน้อย (0.1 $\longrightarrow$ 0.01 เปอร์เซ็นต์ โดยน้ำหนัก) จะจัดเป็นดาวประชากรประเภทที่ 2 นอกจากนั้นนักดาราศาสตร์ยังได้จัดดาวฤกษ์ซึ่งไม่มีธาตุหนักเลย คือประกอบด้วยไฮโดรเจนและฮีเลียมเท่านั้น เป็น **ดาวประชากรประเภทที่ 3 (Population III) แต่นักดาราศาสตร์ยังไม่เคยค้นพบดาวประเภทนี้**

นักดาราศาสตร์เชื่อว่า ในสภาวะเริ่มแรกดาวฤกษ์ประกอบด้วยธาตุไฮโดรเจนล้วน ๆ เพียงอย่างเดียวเท่านั้น หลังจากเกิดปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์ภายในใจกลางของดาวฤกษ์แล้วธาตุฮีเลียมและธาตุหนักอื่น ๆ ก็จะเกิดขึ้น หลังจากนั้นดาวฤกษ์ก็จะกลายเป็นดาวประชากรประเภทที่ 2 และประเภทที่ 1 ตามลำดับ นักดาราศาสตร์บางท่านได้ให้ข้อคิดเห็นว่า **ดาวประชากรประเภทที่ 1 ได้วิวัฒนาการมาจากกลุ่มแก๊สที่หลงเหลือจากการระเบิดของดาว** ประชากรประเภทที่ 2 ในช่วงท้ายของวงจรชีวิตของดาว จึงเป็นเหตุให้พบธาตุหนักเป็นปริมาณมากในดาวประชากรประเภทที่ 1

จากการศึกษาแผนภาพเอช-อาร์ นักดาราศาสตร์พบว่า ดาวส่วนใหญ่จะตกอยู่ในตำแหน่งบริเวณแถบขบวนหลัก ดาวที่อยู่ในบริเวณนี้จะมีสมบัติคือ มีสารประกอบทางเคมีเป็นเนื้อเดียวกัน และกำลังอยู่ในระยะที่ไฮโดรเจนในบริเวณใจกลางของดาวเกิดปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์เปลี่ยนไปเป็นฮีเลียม อัตราส่วนระหว่างฮีเลียมต่อไฮโดรเจนจะมีค่าโดยเฉลี่ยคงที่ ยกเว้นที่แกนกลางของดาวเท่านั้น ในช่วงนี้เองที่ดาวฤกษ์จะแผ่พลังงานและส่องแสงอย่างสม่ำเสมอ

นอกจากนั้น นักดาราศาสตร์ยังพบว่า ที่ตำแหน่งต่าง ๆ กันบนแถบขบวนหลักดาวฤกษ์จะมีมวลต่างกัน และดาวที่มีมวลมากจะมีชีวิตอยู่ในแถบขบวนหลักสั้นกว่าดาวที่มีมวลน้อย ทั้งนี้เพราะว่าดาวที่มีมวลมากจะต้องมีความสว่างหรือคายพลังออกมามากกว่า จึงใช้พลังงานให้หมดไปเร็วกว่า ความสัมพันธ์ระหว่างมวลและสภาพส่องสว่างของดาวฤกษ์สามารถเขียนได้ดังนี้ คือ

$$L \propto M^4 \qquad (5.27)$$

ตัวอย่างเช่น ดาวที่มีมวลเป็นสิบเท่าของมวลดวงอาทิตย์ ($10\ M_\odot$) จะแผ่พลังงานมากกว่าดาวที่มีมวลเท่ากับดวงอาทิตย์ ($1M_\odot$) ประมาณ 10^4 เท่า แต่เนื่องจากดาวฤกษ์มีมวล $10\ M_\odot$ จะใช้พลังงานที่สะสมไว้ด้วยอัตราประมาณ 10^4 เท่าของดาวมวล $1M_\odot$ ดังนั้นดาวฤกษ์มวล $10M_\odot$ จะมีชีวิตอยู่ในแถบขบวนหลักได้ประมาณ 1 ใน 1000 เท่าของเวลาในช่วงชีวิตของดาวมวล $1M_\odot$ เท่านั้น เนื่องจากพลังงานที่สะสมไว้จะแปรตามมวลของดาวคือ

$$E \alpha M \tag{5.28}$$

ช่วงเวลาของดาวฤกษ์ในแถบขบวนหลัก (t_1) มีค่าเป็น

$$t_1 = \frac{E}{L} \tag{5.29}$$

ดังนั้น

$$t_1 \alpha M^{-3} \tag{5.30}$$

แต่สำหรับดาวที่มีมวลมาก ๆ หรือมวลน้อย ๆ ความสัมพันธ์ในสมการ (5.27) จะไม่เป็นจริง เนื่องจาก L จะไม่แปรตาม M^4 อีกต่อไป

รัศมี (R) ของดาวบนแถบขบวนหลักนั้นจะมากหรือน้อยขึ้นกับความสมดุลของพลังงานที่ปล่อยออกมาจากปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์ภายในดาวฤกษ์ และพลังงานที่หลุดหนีออกจากผิวของดาว นั่นคือขึ้นอยู่กับมวลของดาวฤกษ์นั่นเอง ดังนั้น

$$R \alpha M \tag{5.31}$$

ซึ่งความสัมพันธ์นี้ใช้สำหรับดาวที่อยู่ส่วนล่างของแถบขบวนหลัก (Lower Main Sequence) ส่วนดาวที่อยู่ในบริเวณส่วนบนของแถบขบวนหลัก (Upper Main Sequence) พบว่า

$$R \alpha M^{0.6} \tag{5.32}$$

สำหรับดาวส่วนใหญ่พบว่า R จะแปรตาม M และ L แปรตาม M^4 จากความสัมพันธ์ในสมการ (5.5) เราจะได้

$$T_e \alpha M^{0.5} \tag{5.33}$$

ซึ่งในที่นี้ T_e คืออุณหภูมิยังผลของดาวฤกษ์ ดังนั้นดาวที่มีมวลมากจะมีผิวร้อนกว่า และสภาพส่องสว่างสูงกว่าดาวที่มีมวลต่ำบนแถบขบวนหลัก เช่น ดวงอาทิตย์มีอุณหภูมิยังผลประมาณ 5,800 องศาเคลวิน เราอาจจะประมาณได้ว่า ดาวที่มีมวลเป็น 10 เท่าของมวลดวงอาทิตย์ ($10M_\odot$) บนแถบขบวนหลักจะมีอุณหภูมิผิวประมาณ 20,000 องศาเคลวิน สำหรับดาวที่มีมวล $0.5\ M_\odot$ จะมีอุณหภูมิผิวประมาณ 4,000 องศาเคลวิน ดังนั้นดวงอาทิตย์จะเป็นดาวฤกษ์สีเหลือง ดาวที่มีมวล $10M_\odot$ จะมีสีน้ำเงินและดาวที่มีมวล $0.5M_\odot$ จะมีสีแดง เราอาจสรุปได้ว่าดาวที่มีมวลมากกว่าบนแถบขบวนหลักจะมีความสว่างมากกว่าและมีสีน้ำเงินมากกว่าดาวที่มีมวลน้อย

5.3.3 ดาวเมื่อวิวัฒนาการออกจากแถบขบวนหลัก

เมื่อไฮโดรเจนที่ใจกลางของดาวฤกษ์ได้หลอมตัวกลายเป็นฮีเลียมจนเหลือเพียงเล็กน้อย ดาวจะเริ่มวิวัฒนาการออกจากแถบขบวนหลัก ซึ่งขั้นตอนของการวิวัฒนาการนั้นพบว่าขึ้นกับมวลของดาวฤกษ์เอง ดังนั้นเราจะแยกพิจารณาดาวฤกษ์เป็นสองกลุ่มคือ กลุ่มที่มีมวลต่ำ และกลุ่มที่มีมวลสูง

สำหรับดาวฤกษ์ที่มีมวลต่ำ ขณะเมื่อไฮโดรเจนที่ใจกลางเริ่มขาดแคลน ปฏิกิริยานิวเคลียร์จะยุติลง แต่พลังงานยังคงสูญเสียออกจากดาวฤกษ์อย่างสม่ำเสมอ ดังนั้นแรงดันจากภายในจะลดลงเรื่อย ๆ ความสมดุลทางอุทกสถิตจะหมดไป ทำให้แรงโน้มถ่วงระหว่างสสารมากกว่าแรงดันดังกล่าว ดาวก็จะเริ่มหดตัวลง ขณะเดียวกันความร้อนและอุณหภูมิจะสูงขึ้นเรื่อย ๆ เนื่องจากการหดตัวของดาวจะดึงให้ไฮโดรเจนในชั้นนอกเข้ามาในใจกลางที่มีอุณหภูมิสูง ทำให้ไฮโดรเจนเริ่มติดไฟในชั้นทรงกลมที่อยู่ล้อมรอบใจกลางของดาว ซึ่งขณะนี้ได้กลายเป็นฮีเลียมแล้ว และฮีเลียมที่เกิดขึ้นจะสะสมมากขึ้นเรื่อย ๆ ทำให้แรงโน้มถ่วงที่ใจกลางสูงขึ้นเรื่อย ๆ ขณะเดียวกันดาวก็จะหดตัวลงต่อไปอีกมากขึ้น ทำให้ไฮโดรเจนในชั้นทรงกลมเผาไหม้เร็วขึ้น ความดันภายในของดาวก็จะสูงขึ้นตามกฎความสมดุลทางอุทกสถิต แต่อย่างไรก็ตาม พลังงานที่สร้างขึ้นในบริเวณเผาไหม้ของไฮโดรเจนไม่ได้ถูกส่งออกมายังผิวของดาวได้หมด ตราบใดก็ตามที่บริเวณภายนอกของดาวยังมีการส่งถ่ายพลังงานโดยการแผ่รังสี อัตราการส่งโฟตอนออกไปที่ผิวก็จะถูกจำกัด ทำให้พลังงานที่ผลิตขึ้นจากบริเวณเผาไหม้และพลังงานที่สูญเสียออกไปที่ผิวไม่เท่ากัน ผลของความแตกต่างพลังงานนี้ทำให้ความร้อนที่บริเวณรอยต่อระหว่างฮีเลียมที่ใจกลางและไฮโดรเจนที่ห่อหุ้มอยู่เพิ่มขึ้นเรื่อย ๆ ทำให้ดาวเริ่มขยายตัวออก นั่นคือรัศมีของดาวเพิ่มขึ้น แต่สภาพส่องสว่างของดาวจะมีค่าคงที่ ดังนั้นจากสมการ (5.5) พบว่าอุณหภูมิยังผลของดาวจะลดลง และดาวในขณะนี้จะวิวัฒนาการออกจากแถบขบวนหลักของแผนภาพเอช-อาร์ ไปทางขวามือในแนวราบ และดาวก็จะเป็นดาวใต้ยักษ์ (Subgiants) การขยายตัวและการเย็นตัวของดาวจะทำให้ดาวปรากฏเป็นสีแดง

ในขณะที่ดาวขยายตัวออกไปเรื่อย ๆ อุณหภูมิยังผลไม่สามารถที่จะลดลงไปเรื่อย ๆ โดยไม่มีขอบเขต เนื่องจากบรรยากาศชั้นโฟโตสเฟียร์ของดาวสามารถจำกัดการสูญเสียโฟตอนและจำกัดอุณหภูมิของดาวไม่ให้ลดต่ำลงเกินขอบเขตหนึ่งได้ เมื่อการขยายตัวเกือบจะสิ้นสุดลง การพาจะเกิดขึ้นในผิวดาวชั้นนอก และสภาพส่องสว่างของดาวก็จะเพิ่มขึ้น เนื่องจากการพาช่วยนำพลังงานออกจากภายในมาถึงผิวดาวได้ เป็นผลให้ดาววิวัฒนาการไปตามแนวดิ่งขึ้น นั่นคือดาวเปลี่ยนทิศจากสภาพส่องสว่างลดลงเป็นสภาพส่องสว่างเพิ่มขึ้น ในช่วงนี้ดาวใต้ยักษ์จะวัฒนาการไปเป็นดาวยักษ์แดง

ในขณะที่เปลือกของดาวฤกษ์ขยายตัวออกไปใจกลางของดาวก็จะยุบตัวลงจนกระทั่งอิเล็กตรอนอิสระถูกบีบอัดอย่างแน่นหนา และกลายเป็นอิเล็กตรอนซ้อนสถานะ ซึ่งทำให้ใจกลางมีความดันเพิ่มขึ้น และใจกลางนี้จะวิวัฒนาการไปเป็นดาวแคระขาว

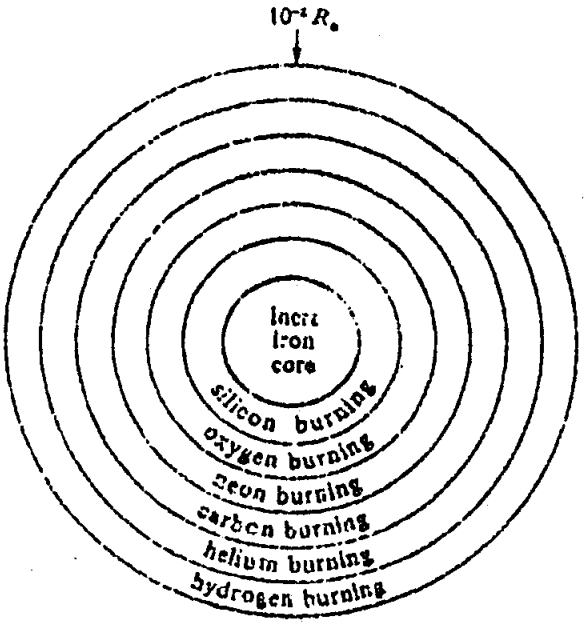
สำหรับดาวที่มีมวลมาก จะมีวิวัฒนาการต่างจากดาวมวลต่ำทั่วไป โดยเฉพาะที่เห็นได้

ชัดคือ ดาวมวลมากจะวิวัฒนาการเร็วกว่าดาวมวลต่ำมาก เช่น ดาวประเภทดวงอาทิตย์ การหดตัวของใจกลางที่เป็นคาร์บอนภายหลังจากการเผาไหม้ของฮีเลียม อาจจะไม่ก่อให้เกิดอุณหภูมิสูงพอที่คาร์บอนจะติดไฟได้ แต่อย่างไรก็ตามบริเวณใจกลางจะหดตัวจนมีความหนาแน่นมาก และอุณหภูมิที่เพิ่มขึ้นจากการหดตัวจะเพิ่มอัตราการเผาไหม้ของฮีเลียมในชั้นทรงกลมรอบใจกลาง ทำให้ผิวชั้นนอกของดาวขยายตัวและเย็นลงอย่างรวดเร็ว จนผิวชั้นนอกแยกตัวออกจากใจกลางกระจายออกไปในอวกาศภายนอกกลายเป็นเนบิวลาดาวเคราะห์ (Planetary Nebula) ส่วนใจกลางจะร้อนและมีความหนาแน่นมาก และยุบตัวลงจนกลายเป็นดาวแคระขาว สำหรับดาวที่มีมวลสูงมากแม้ว่าเปลือกนอกจะมีการระเบิดสูญหายไป แต่ใจกลางของดาวยังมีมวลเหลืออยู่มากโดยทั่วไปใกล้เคียงหรือมากกว่า $1.4M_{\odot}$ ซึ่งมีค่ามากพอที่จะทำให้ดาวสามารถยุบตัวลงเรื่อย ๆ ด้วยแรงโน้มถ่วง เป็นผลให้ความดันและอุณหภูมิที่บริเวณใจกลางของดาวฤกษ์สูงขึ้นจนสามารถเกิดปฏิกิริยาวัฏจักรคาร์บอน ทำให้การเผาไหม้ธาตุต่าง ๆ ถึงขั้นสุดท้าย คือเป็นธาตุเหล็กในที่สุดได้ ซึ่งตอนนี้ปริมาณธาตุเหล็กที่ใจกลางของดาวจะสูงสุด ค่ามวลของดาวคือ $1.4M_{\odot}$ เป็นขอบเขตจำกัดที่เรียกว่าขอบเขตจำกัดจันทรเสกข์ (Chandrasekhar's Limit)

เมื่อใจกลางของดาวได้กลายเป็นธาตุเหล็กหมดแล้วซึ่งเป็นขั้นตอนสุดท้ายของปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์ บริเวณใจกลางของดาวฤกษ์จะมีการยุบตัวลงอย่างรวดเร็วและอุณหภูมิเพิ่มสูงขึ้นอย่างมากจนในที่สุดอาจจะมีอุณหภูมิสูงถึงหลายพันล้านองศาเคลวินในสภาพเช่นนี้ นิวตริโนจะเกิดขึ้นและถูกปล่อยออกมาในอวกาศอย่างมากมาย และธาตุเหล็กก็จะเริ่มสลายตัว (Photodisintegrate) กลายเป็นอนุภาคแอลฟา หรือนิวเคลียร์ของธาตุฮีเลียมและอนุภาคนิวตรอน ในขณะเดียวกันบริเวณใจกลางของดาวยังคงยุบตัวลงไปเรื่อย ๆ ด้วยแรงโน้มถ่วงจนสามารถเอาชนะพลังงานยึดเหนี่ยว (Binding Energy) ของอนุภาคแอลฟาได้ จึงยุบตัวลงต่อไปอีกจนกระทั่งความหนาแน่นสูงมากอย่างผิดปกติ และบีบให้อิเล็กตรอนไปรวมตัวกับโปรตอนในนิวเคลียสกลายเป็นนิวตรอนทั้งหมด ดาวจึงกลายเป็นดาวนิวตรอน และถ้าใจกลางของดาวยังสามารถยุบตัวต่อไปอีก ดาวก็จะกลายเป็นหลุมดำ (Black Holes) ในที่สุด

คราวนี้เราย้อนกลับมาพิจารณาเปลือกที่หุ้มใจกลางของดาวที่มีมวลมากเหล่านี้ อุณหภูมิสูงจะทำให้บริเวณรอบ ๆ ใจกลางของดาวเกิดปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์แบบกระบวนการสามแอลฟาได้ ธาตุต่าง ๆ เช่น ฮีเลียม คาร์บอน นีออน ออกซิเจน ซิลิกอน ก็จะถูกสังเคราะห์ขึ้นเป็นชั้น ๆ เรียกว่า โครงสร้างแบบวงหัวหอม (Onion-Ring Structure) ดูรูป 5.5 โดยมีไฮโดรเจน

อยู่ชั้นนอกสุด และฮีเลียม คาร์บอน นีออน.....อยู่วงชั้นในถัด ๆ เข้าไป ปฏิกิริยาเทอร์โมนิวเคลียร์จะทำให้เปลือกนอกสุดของดาวเกิดการระเบิดอย่างรุนแรง เรียกว่าการระเบิดของมหานวดารา (Supernova Explosion) เกิดพลังงานส่งออกมามากที่สุด



รูป 5.5 แสดงโครงสร้างแบบวงหัวหอมของดาวฤกษ์มวลมาก

5.5.4 ดาวแคระขาว

ดาวแคระขาวจะปรากฏอยู่ใต้แถบขบวนหลักทางด้านล่างซ้ายมือในแผนภาพเอช-อาร์ เราทราบแล้วว่าดาวแคระขาวเป็นดาวซึ่งเกิดขึ้นจากขั้นตอนสุดท้ายของการวิวัฒนาการของดาวฤกษ์ ตัวอย่างของดาวแคระขาวที่รู้จักกันดีคือ ดาวคู่ของดาวซีรีอุสดาวแคระขาวโดยทั่วไปจะมีอุณหภูมิพื้นผิวประมาณตั้งแต่ 5,000 K ถึง 50,000 K และมีความสว่างต่ำกว่าปกติเมื่อเทียบกับดาวที่มีสเปกตรัมแบบเดียวกัน และมีมวลเท่ากัน ดาวแคระขาวมีมวลโดยเฉลี่ยเท่ากับมวลของดวงอาทิตย์ แต่มีขนาดพอ ๆ กับขนาดของโลก ทำให้มันมีความหนาแน่นสูงมาก คือมากกว่าดวงอาทิตย์ถึงล้านเท่า ปัญหาที่น่าสนใจก็คือเมื่อความหนาแน่นของดาวแคระขาวสูงมากขนาดนี้ มันจะมีแรงต้านความโน้มถ่วงที่ทำให้ดาวแคระขาวทรงสภาพอยู่ได้นั้นเป็นแรงชนิดใด และแรงนี้จะต้องมากพอที่จะต้านแรงโน้มถ่วงอันมหาศาลของสสารที่ประกอบเป็นเนื้อดาวแคระขาวได้ เรามาพิจารณาทฤษฎีสถิติควอนตัมของอิเล็กตรอน ในทางกลศาสตร์ควอนตัมอิเล็กตรอนจัดว่าเป็นอนุภาคเฟร์มิออน (Fermion) กล่าวคือเป็นอนุภาคที่มีสปินเป็นจำนวนครึ่งและมีสมบัติตามหลักการกีดกันของเพาลี (Pauli Exclusion Principle) ที่กล่าวว่า "จะมีอิเล็กตรอน 2 ตัวที่มีสถานะทางกลศาสตร์ควอนตัม (Quantum mechanical State) เหมือนกันไม่ได้"

สำหรับอิเล็กตรอนอิสระสถานะทางควอนตัมจะถูกจำกัดโดยหลักความไม่แน่นอนของไฮน์เซนเบอร์ก (Heinsenberg's Uncertainty Principle) ที่กล่าวว่า "เราจะไม่สามารถพิจารณาตำแหน่งและโมเมนตัมของอนุภาคได้อย่างถูกต้องแน่นอนพร้อมกันได้ดีกว่าค่าคงที่ของพลังค์ h" นั่นคือ

$$(\triangle X)(\triangle P) \geq h \tag{5.34}$$

เมื่อ $\triangle X$ คือ ค่าความไม่แน่นอนของตำแหน่ง

$\triangle P$ คือ ค่าความไม่แน่นอนของโมเมนตัม

เมื่อพิจารณากฎทั้งสองดังกล่าวแล้วทำให้ทราบว่า แก๊สที่ประกอบด้วยอิเล็กตรอนอิสระภายในใจกลางของดาวแคระขาวที่มีความแน่นอนสูงมาก จะไม่ประพฤติตัวเหมือนกับแก๊สธรรมดา และอิเล็กตรอนจะไม่สามารถเคลื่อนที่ได้อย่างอิสระ การเคลื่อนที่ของอิเล็กตรอนจะถูกจำกัดด้วยอิเล็กตรอนตัวอื่น ๆ ที่อยู่ใกล้กันมาก นั่นหมายความว่าระยะห่างระหว่างอิเล็กตรอน ($\triangle X$) จะมีค่าน้อยมาก ดังนั้นจากสมการ (5.34) แสดงว่า

$$\triangle P > h/\triangle X$$

ซึ่ง $\triangle P$ จะต้องมีค่ามาก ทำให้อิเล็กตรอนอาจจะมีความเร็วสูงได้ แต่มันจะชนกับอิเล็กตรอนตัวอื่นแล้วมีความเร็วเปลี่ยนแปลงไม่ได้ นอกจากมันจะต้องสลับที่กับอิเล็กตรอนตัวอื่นด้วย เรากล่าวว่า แก๊สอิเล็กตรอนเหล่านี้อยู่ในสภาพซ้อนสถานะ

สรุปได้ว่า ถ้าอิเล็กตรอนเหล่านั้นถูกอัดรวมกันอยู่อย่างหนาแน่น มันจะมีอัตราเร็วสุ่ม **(Random Speed)** สูงมาก

$$v_r = \frac{P}{m_e} \tag{5.35}$$

อัตราเร็วสุ่มสูงนี้เองที่เป็นตัวการทำให้เกิดความดัน เรียกว่าความดันซ้อนสถานะของอิเล็กตรอน ซึ่งมีค่ามากกว่าความดันที่เกิดจากความร้อนเพียงอย่างเดียว ดังนั้นความดันซ้อนสถานะนี้เองที่ค้ำจุนไม่ให้ดาวแคระขาวมีการยุบตัวลงอีก เนื่องจากแรงโน้มถ่วงอันมหาศาลของตัวดาว

จากที่ได้กล่าวมานี้จะเห็นได้ว่า ความดันที่เกิดขึ้นภายในดาวแคระขาวนั้นไม่ขึ้นกับอุณหภูมิ แต่จะขึ้นกับความหนาแน่นของดาวเป็นหลัก สำหรับการเคลื่อนที่ในบริเวณแคบ ๆ ของอิเล็กตรอน ความดันของดาวแคระขาวจะแปรตามกำลัง 5/3 ของความหนาแน่นของดาวนั้น นั่นคือ

$$P_e = 0.0485 \frac{h^2}{m_e} \left(\frac{z}{A}\right)^{5/3} \frac{\rho_c^{5/3}}{m_p^{5/3}} \tag{5.36}$$

เมื่อ P_e คือ ความดันของอิเล็กตรอน

ρ_c คือ ความหนาแน่นที่บริเวณใจกลางของดาวแคระ

m_e และ m_p คือ มวลของอิเล็กตรอนและโปรตอนตามลำดับ

z และ A คือ เลขอะตอมและเลขมวลของธาตุ

h คือ ค่าคงที่ของฟลังค์

นักดาราศาสตร์ยังพบว่า มวล (M) ของดาวแคระขาวยังสัมพันธ์กับรัศมี (R) ของดาวด้วย ดังนี้

$$R = 0.114 \frac{h^2}{Gm_e m_p} \left(\frac{z}{A}\right)^{5/3} M^{-\frac{1}{3}} \qquad (5.37)$$

นั่นคือถ้าดาวแคระขาวมีมวลมากจะมีรัศมีน้อยหรือมีขนาดเล็ก และถ้ามวลของดาวแคระขาวยิ่งมากขึ้น รัศมีของดาวจะยิ่งเล็กลงเรื่อย ๆ เนื่องจากการยุบตัวด้วยแรงโน้มถ่วง แต่เราพบว่ามวลของดาวแคระขาวจะต้องมีขนาดจำกัดค่าหนึ่ง มิฉะนั้นแล้วรัศมีของดาวจะกลายเป็นศูนย์

$$M_{ch} = 1.4\, M_{\odot} \qquad (5.38)$$

ดังนั้นดาวแคระขาวจะมีมวลมากที่สุดประมาณ 1.4 เท่าของมวลดวงอาทิตย์เท่านั้น เมื่อดาวหยุดยุบตัวมันจะไม่มีแหล่งพลังงานอีกต่อไป พลังงานที่เหลืออยู่เพียงพอให้ดาวแคระขาวแผ่รังสีในสภาพเช่นนี้ต่อไป และดาวจะค่อย ๆ เย็นตัวลงอย่างช้า ๆ อาจจะต้องใช้เวลาถึงหลายพันล้านปี อุณหภูมิของดาวจึงจะลดลงเหลือ 3,000 องศาเคลวิน แล้วเย็นตัวหรี่แสงลงไปในที่สุดก็เป็นเพียงก้อนสสารอัดแน่น ซึ่งไม่มีแสงสว่างในตัวเองกลายเป็นดาวแคระดำล่องลอยในอวกาศ

5.5.5 ดาวนิวตรอน

ถ้าบริเวณใจกลางของดาวมีมวลมากกว่า $1.4\, M_{\odot}$ ดาวจะยุบตัวลงเรื่อย ๆ ทำให้มีอุณหภูมิในใจกลางสูง (ประมาณ 6×10^8 K) พอที่จะทำให้คาร์บอน ออกซิเจนและนีออนติดไฟได้ ในที่สุดที่ใจกลางของดาวจะประกอบด้วยธาตุหนักหลาย ๆ ชนิดจำนวนมาก เมื่อใจกลางของดาวได้กลายเป็นธาตุเหล็ก F^{56} เป็นจำนวนมากแล้ว บริเวณใจกลางจะยุบตัวลงอย่างรวดเร็ว ขณะเดียวกันก็จะนำเอาธาตุเบาจากชั้นนอกเข้ามาที่ใจกลางด้วย ทำให้ธาตุเบาเกิดปฏิกิริยานิวเคลียร์ในอัตราที่สูงยิ่ง นอกจากนี้การยุบตัวของบริเวณใจกลางของดาวยังจะก่อให้เกิดคลื่นกระแทกเดินทางออกไปสู่ผิวดาว เป็นผลให้ชั้นนอกของดาวระเบิดออกไปพร้อมกับสลัดธาตุหนักออกจากดาวด้วย ซึ่งเราสามารถสังเกตได้ในรูปของมหานวดารา

ในขณะที่ผิวชั้นนอกของดาวระเบิดออกไปในอวกาศ บริเวณใจกลางของดาวจะยุบตัวต่อไปอย่างรุนแรง จนมีความหนาแน่นสูงมาก ซึ่งหนาแน่นเกินกว่าที่จะเป็นดาวแคระขาวได้ ณ ความหนาแน่นและความดันสูงเช่นนี้อิเล็กตรอนจะถูกเร่งจนมีความเร็วเข้าใกล้แสง ทำให้มันสามารถเจาะนิวเคลียสเข้าไปได้แล้วรวมตัวกับโปรตอนกลายเป็นนิวตรอน เมื่อความหนาแน่นและความดันสูงขึ้นไปอีกนิวเคลียสจะสลายตัวกลายเป็นนิวตรอนอิสระ ดังนั้นดาวทั้งดวงจะประกอบด้วยนิวตรอนยึดกันอยู่ด้วยแรงโน้มถ่วงระหว่างกัน ดาวประเภทนี้เรียกว่า ดาวนิวตรอน เมื่อเราพิจารณาดาวนิวตรอนอยู่ในสภาวะสมดุลทางอุทกสถิต เราจะได้ความสัมพันธ์ระหว่างมวลและรัศมีของดาวนิวตรอนเป็น

$$R = 0.114 \frac{h^2}{Gm_p^{8/3}} M^{-\frac{1}{3}} \tag{5.39}$$

ตัวอย่างเช่น ถ้าดาวนิวตรอนมีมวลเท่ากับ $1.4\ M_\odot$ จะมีรัศมีประมาณ 15 กิโลเมตรเท่านั้น

สำหรับความหนาแน่นเฉลี่ยของดาวนิวตรอนที่มีมวล $1.4\ M_\odot$ และมีรัศมีเท่ากับ 15 กิโลเมตร เป็น

$$\bar{\rho} = \frac{\text{มวล}}{\text{ปริมาตร}}$$

$$= \frac{2.8 \times 10^{33} \text{ กรัม}}{\frac{4}{3}\pi (1.5 \times 10^6)^3}$$

$$= 2 \times 10^{14} \text{ กรัม/ลบ.ซม.}$$

ดังนั้นสสารของดาวนิวตรอนเพียงหนึ่งช้อนชาเมื่อนำมาไว้บนโลกจะมีน้ำหนักถึงพันล้านตัน (10^{12} กก.)

เมื่อพิจารณาความเร็วหลุดพ้นของวัตถุใด ๆ จากพื้นผิวของดาวนิวตรอนซึ่งมีมวล M และรัศมี R อาศัยจากหลักการคงตัวของพลังงานเราได้

$$\frac{1}{2} m v_e^2 + \left(-\frac{GMm}{R} \right) = 0$$

$$v_e = \left(\frac{2GM}{R} \right)^{\frac{1}{2}} \tag{5.40}$$

โดยที่ v_e คือ ความเร็วหลุดพ้นของวัตถุ

m คือ มวลของสสารที่พิจารณา

G คือ ค่าคงที่แห่งความโน้มถ่วงสากล

ดังนั้น ถ้าดาวนิวตรอนมีมวล $M = 1.4\ M_{\odot}$

และรัศมี $R = 1.5 \times 10^{6}$ ซม.

เราจะได้ $v_e = 1.6 \times 10^{10}$ ซม./วินาที

ซึ่งมีค่ามากกว่าครึ่งหนึ่งของความเร็วแสง ดังนั้นจึงเป็นไปไม่ได้ที่จะทำให้วัตถุหลุดพ้นจากผิวของดาวนิวตรอน

นักดาราศาสตร์ได้ตรวจพบแหล่งกำเนิดคลื่นวิทยุซึ่งมีลักษณะคลื่นเป็นห้วงคาบสั้นมากสม่ำเสมอในบริเวณเนบิวลาปูในกลุ่มดาววัว นักดาราศาสตร์จึงเรียกแหล่งกำเนิดคลื่นในบริเวณเนบิวลานี้ว่า พัลซาร์ (Pulsar) ต่อมาได้ตรวจสอบตำแหน่งและยืนยันได้ว่า ตำแหน่งของพัลซาร์นี้ตรงกับตำแหน่งของดาวฤกษ์ซึ่งอยู่ที่จุดศูนย์กลางของเนบิวลาปู และเชื่อว่าเป็นซากจากการระเบิดของมหานวดารา และดาวพัลซาร์นี้ก็คือดาวนิวตรอนนั่นเอง สำหรับคลื่นวิทยุที่ส่งออกมาจากดาวนิวตรอนเนื่องมาจากอิเล็กตรอนถูกเร่งออกจากผิวของดาวนิวตรอนด้วยอำนาจของสนามแม่เหล็กในตัวดาวเอง เรียกกลไกนี้ว่า การแผ่รังสีซินโครตรอน (Synchrotron Radiation) และสำหรับที่พบว่าคลื่นวิทยุที่ส่งออกมาจากดาวนิวตรอนเป็นห้วง ๆ ก็เนื่องมาจากดาวนิวตรอนมีการหมุนรอบตัวเองด้วยความเร็วสูงมากนั่นเอง

5.5.6 หลุมดำ

จากการศึกษาดาวฤกษ์ที่มีมวลมากตั้งแต่ 8 เท่าถึง 60 เท่า ของมวลดวงอาทิตย์ นักดาราศาสตร์พบว่า ดาวฤกษ์เหล่านี้จะใช้เชื้อเพลิงไฮโดรเจนหมดไปอย่างรวดเร็ว จนกระทั่งมีการหลอมธาตุเบาให้กลายเป็นธาตุหนัก และในที่สุดกลายเป็นธาตุเหล็กจนหมด ดาวฤกษ์นี้จะเกิดการระเบิดใหญ่ขึ้น **กลายเป็นมหานวดาราดังกล่าวแล้ว** ในการระเบิดนี้เองบริเวณใจกลางซึ่งจะมีมวลมากกว่า 2-3 เท่าของมวลดวงอาทิตย์เหลืออยู่จะถูกอัดให้ยุบตัวลงอย่างรวดเร็วและรุนแรง ทำให้เกิดความหนาแน่นสูงและจะทำให้ความโน้มถ่วงในตัวดาวเองมีค่าสูงมาก มีผลทำให้ดาวยุบตัวลงอย่างรวดเร็วโดยไม่มีอะไรมาหยุดยั้งได้ หรือกล่าวอีกอย่างหนึ่งว่ามันจะยุบตัวลงอย่างสมบูรณ์จนความหนาแน่นมีค่าอนันต์ ด้วยเหตุนี้มวลสารทั้งหมดของบริเวณใจกลางของดาวจะยุบตัวลงสู่สภาพ**ปริมาตรเป็นศูนย์** ทำให้ความโน้มถ่วงของมันมีอิทธิพลสูงมาก จนแสงไม่สามารถหนีหลุดออกมาได้ เราจึงเห็นมันมีสีดำหรือมองไม่เห็นมันเลย และวัตถุใดก็ตามที่เข้าใกล้ดาวดวงนี้มากเกินไป จะถูกมันจับไว้ไม่มีทางหนีหลุดออกมาได้เหมือนกับตกลงไปในหลุมลึก เราจึงเรียกดาวประเภทนี้ว่า หลุมดำ

ในปี ค.ศ.1916 นักดาราศาสตร์ชื่อ ชวาร์ซชิลด์ (Schwarzschild) ได้คำนวณเพื่อหาว่าดาวจะต้องมีรัศมี (R) เท่าใดจึงจะทำให้วัตถุหรือแม้กระทั่งแสงสว่างไม่สามารถหนีหลุดออก

มาจากดาวได้ นั่นคือมีความเร็วแห่งการหลุดพ้นของดาวมากกว่าความเร็วแสง (c) พอดี

จากหลักการคงตัวของพลังงาน สามารถเขียนได้ว่า

$$\frac{1}{2}mc^2 + \left(-\frac{GMm}{R_s}\right) = 0$$

$$R_s = \frac{2GM}{c^2} \tag{5.41}$$

R_s เราเรียกว่ารัศมีชวาร์ซชิลด์ (Schwarzschild Radius)

ดังนั้นถ้าใจกลางของดาวยุบตัวลงจนมีขนาดเล็กกว่ารัศมีชวาร์ซชิลด์ จะสามารถยุบตัวลงต่อไปเหลือเป็นเพียงจุดเดียวหรือรัศมีลดลงสู่ศูนย์และความหนาแน่นของดาวจะเป็นอนันต์

ตัวอย่างเช่น หลุมดำที่มีมวล $2M_\odot$ จะมีค่ารัศมีของชวาร์ซชิลด์

$$R_s = 6 \times 10^5 \text{ เซนติเมตร}$$

ซึ่งเล็กกว่าดาวนิวตรอนประมาณ 2–3 เท่าเท่านั้น

อย่างไรก็ตาม หลุมดำนั้นยังเป็นเพียงทฤษฎีเท่านั้น เนื่องจากปัจจุบันยังไม่มีสังเกตการณ์ใด ๆ ที่แสดงว่าพบหลุมดำหรือหลุมดำมีจริง

แบบฝึกหัดที่ 5

5.1 ถ้าดาวดวงหนึ่งมีค่าพารัลแลกซ์ผิดพลาดไป 20% จงหาว่าดาวดวงนี้จะมีตำแหน่งในแผนภาพเอช-อาร์ ผิดไปไกลเท่าไร และในทิศทางไหน (ในแนวราบหรือแนวดิ่งของแผนภาพ)

5.2 จงให้เหตุผลอธิบายว่า ทำไมดาวสีน้ำเงินจึงมีสเปกตรัมของโลหะที่แตกตัวเป็นไอออนมากกว่าดาวสีเหลือง เช่น ดวงอาทิตย์ แต่ดาวสีแดงมีเส้นสเปกตรัมของแถบโมเลกุลของสารต่าง ๆ เด่นชัดในขณะที่ดาวสีเหลืองไม่มี

5.3 จากเส้นสเปกตรัมของดาวฤกษ์ เราจะวิเคราะห์ปริมาณของธาตุต่าง ๆ ในบรรยากาศของดาวเหล่านั้นได้อย่างไร

5.4 กำหนดให้ N_1 เป็นความหนาแน่นจำนวนอะตอมของไฮโดรเจนที่อยู่ในสถานะตื่นตัว และ N_0 เป็นความหนาแน่นจำนวนอะตอมของไฮโดรเจนที่อยู่ในสถานะพื้น จงใช้สูตรสถานะตื่นตัวของโบลต์ซมันน์ เปรียบเทียบอัตราส่วน N_1/N_0 ในบรรยากาศของดวงอาทิตย์ บรรยากาศของดาวซีรีอุส โดยกำหนดว่าอุณหภูมิในบรรยากาศของดวงอาทิตย์และดาวซีรีอุสมีค่าเป็น 5,800 K และ 10,000 K ตามลำดับ

5.5 จงใช้สมการการแตกตัวเป็นไอออนของซาฮา เปรียบเทียบจำนวนอะตอมของไฮโดรเจนที่แตกตัวเป็นไอออนกับจำนวนอะตอมที่เป็นกลางใน .
(ก) บรรยากาศของดวงอาทิตย์ (ข) บรรยากาศของดาวซีรีอุส
โดยใช้ค่าอุณหภูมิจากข้อ 5.4 และใช้ค่า N_e เป็น 4×10^{13} และ 28×10^{24} ตามลำดับ

5.6 จงอธิบายให้เหตุผลว่าทำไมในสเปกตรัมของดาวชนิด O ซึ่งมีอุณหภูมิสูงถึงประมาณ 50,000 K จึงมีเส้นมืดของอะตอมฮีเลียมที่แตกตัวเป็นไอออนเข้มกว่าเส้นมืดของอะตอมฮีเลียมที่เป็นกลาง

5.7 จงแสดงว่า ถ้าอนุภาคเคลื่อนที่ภายในดาวฤกษ์ผ่านชั้นบาง ๆ ซึ่งประกอบด้วยมวลเท่ากับ dM(r) และอยู่ที่ระยะทาง r จากจุดศูนย์กลางของดาว อนุภาคนั้นจะพบว่ามีความดันเปลี่ยนแปลงไปมีค่า

$$dP = \frac{GM(r)}{4\pi r^4} dM(r)$$

5.8 จงคำนวณมวลซึ่งอยู่ในชั้นที่มีความหนา 10 กิโลเมตร ที่ระยะทาง 10^8 เซนติเมตร จากจุดศูนย์กลางของดาว ถ้าความหนาแน่นที่บริเวณชั้นดังกล่าวมีค่า 20 กรัมต่อลูกบาศก์เซนติเมตร

5.9 ดาวฤกษ์ดวงหนึ่งมีรัศมี R ถ้าสมมติว่าความหนาแน่น $\rho(r)$ ของดาวฤกษ์มีการเปลี่ยนแปลงเชิงสั้นจากใจกลางถึงผิวด้วยสมการดังนี้

$$\rho(r) = \rho_c (1 - r/R)$$

โดยที่ ρ_c เป็นความหนาแน่นที่บริเวณใจกลางของดาวฤกษ์
จงใช้สมการโครงสร้างของดาวฤกษ์ คำนวณหาค่า

(1) มวลของดาวฤกษ์ทั้งหมด

(2) ความดันของดาวฤกษ์ที่จุดศูนย์กลาง

(3) อุณหภูมิของดาวฤกษ์ที่จุดศูนย์กลาง

5.10 ดาวดวงหนึ่งมีมวล $M = 2 \times 10^{35}$ กรัม และมีสภาพส่องสว่าง $L = 4 \times 10^{39}$ เอิร์ก/วินาที จงหาว่า ดาวจะส่องสว่างได้นานเท่าไร ถ้ามันประกอบด้วยไฮโดรเจน 100% และสามารถหลอมไฮโดรเจนทั้งหมดให้กลายเป็นฮีเลียม

5.11 ถ้าดาวต่อไปนี้มีมวลเท่ากับ $1\ M_\odot$ จงหาค่าความหนาแน่นเฉลี่ย $\bar{\rho}$

(ก) ดวงอาทิตย์ ($R_\odot = 7 \times 10^5$ กิโลเมตร)

(ข) ดาวแคระขาว ($R = 10^4$ กิโลเมตร)

(ค) ดาวนิวตรอน ($R = 10$ กิโลเมตร)

และเปรียบเทียบความหนาแน่นที่คำนวณได้กับความหนาแน่นของนิวเคลียสของ $_6C^{12}$ ซึ่งมีค่ารัศมี $r = 3 \times 10^{-13}$ เซนติเมตร

5.12 (ก) ดาวแคระขาวดวงหนึ่งมีโชติมาตรปรากฏ $m_V = 8.5$ ค่าพารัลแลกซ์ $p = 0''.2$ ตัวแก้โบโลมิติ $BC = -2.1$ และอุณหภูมิยังผล $T_e = 28{,}000$ K จงหาค่ารัศมีของดาว

(ข) ดาวนิวตรอนดวงหนึ่งมีอุณหภูมิยังผล $T_e = 5 \times 10^5$ K และรัศมี $R = 10$ Km จงหาสภาพส่องสว่าง

(ค) กลุ่มแก๊สกลุ่มหนึ่งมีอุณหภูมิ $T = 15$ K และรัศมี $R = 4 \times 10^4\ R_\odot$ จงหาค่า $L/L_\odot$ และค่าความยาวคลื่นของรังสีที่กลุ่มแก๊สนี้ส่งออกมามากที่สุด

5.13 จงอธิบายถึงการวิวัฒนาการของดาวฤกษ์ที่มีมวลมาก ตั้งแต่บนแถบขบวนหลัก จนกระทั่งกลายเป็นมหานวดารา พร้อมทั้งอธิบายโครงสร้างของดาวประเภทนี้ในช่วงก่อนเกิดการระเบิดด้วย

5.14 ขอบเขตจันทรเสกข์มีความสำคัญอย่างไรต่อการเกิดของดาวนิวตรอน และจงอธิบายด้วยว่า กลไกของการเกิดดาวนิวตรอนมีขั้นตอนอย่างไร

5.15 จงหาค่ารัศมีชวาร์ซชิลด์ ของวัตถุมวล M ที่กลายเป็นหลุมดำ โดยให้อัตราเร็วของการหลุดพ้นของวัตถุจากผิวของดาวมีค่าเท่ากับอัตราเร็วของแสง