

宇宙初期の星形成過程

大 向 一 行

〈国立天文台理論研究部 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

e-mail: omukai@th.nao.ac.jp

宇宙初期の星形成過程を理解するために、重元素がないか少ないガスによる星形成を考察する。宇宙最初の星である初代星は 100-1,000 太陽質量程度の超大質量星であることがわかってきた。また微量の重元素がある場合に星の質量がどのように変化するかについても議論する。

1. これまでの経緯

星に初代、二代目といった世代があるという概念は、無限の過去から不変の宇宙を指定した定常宇宙論のもとではありえないので、宇宙には始まりがあって、進化の後に現在の姿になったというビッグバン宇宙論とともに始まる。そういうわけで、ビッグバン宇宙論が宇宙背景放射の発見(1965年)により確立すると同時にこの枠組みでの天体形成に関する詳細な研究が開始された。

以後、宇宙初期の星形成に関する研究のブームがほぼ10年置きに三度あったようである。最初が1970年前後にかけてであり、次が80年代前半、その次が90年代後半から現在まで続いている。国内では最初のブーム期に松田卓也や米山忠興ら、第二ブーム期には吉井 譲らが先駆的な仕事をしている。

ここ数年の研究の流行は、おもに二つの分野における進展の帰結であると思われる。一つが8mクラス望遠鏡の登場による深宇宙観測の進歩である。これにより宇宙初期天体の直接観測に対する期待が高まった。もう一つが大型計算機の高速化によって、非常に大規模かつ高精度の宇宙論的シミュレーションが可能になったことである。これにより、宇宙初代星形成の初期条件が明らかになると同時に、高密度領域ではどうしても星ができ

てしまうため、以後の宇宙の進化は星形成過程が決まらなるとわからないということが認識された。宇宙最初の星形成理論が宇宙論研究における理論、観測双方から待望されることとなったのである。

その後、うまいタイミングで銀河ハロー中の超金属欠乏星¹⁾や WMAP による銀河間ガスの早期再電離²⁾などの初代星に関連があると思われる発見が相次ぎ、他分野の研究者からの関心も急に集まり始めた。最近では、高赤方偏移のガンマ線バーストとの関連も取りざたされているが³⁾、このあたりはまだまだ人々の期待の段階にとどまっているというべきであろう。

2. 初代星の形成

2.1 ファーストスター以前、以後

さて、星形成はさまざまな過程・現象がからみ合って複雑きわまりなく、詳細に観測されている太陽近傍での星形成に関しても十分な予言能力を備えた理論は存在しないといってもよい。にもかかわらず、形成現場はもちろんのこと、ゼロメタル星自身もいまだに見つかっていない現状で、宇宙の初代星形成過程が議論できるのは、なぜだろうか？ そのおもなよりどころは、最初の星形成が起こる前の宇宙は、現在の星間空間よりはるかに単純であり、かつ、ほぼ一意に定まっている

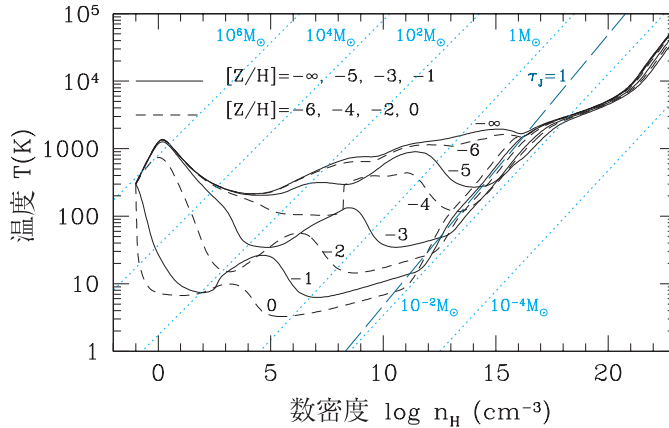


図1 さまざまな重元素量をもった星形成コアの重力収縮時の温度進化. 横軸は数密度である. $[Z/H] = -\infty$ がゼロメタル, $[Z/H] = 0$ が太陽金属度に対応. 重元素のうちダストに凝縮している割合, ダストのサイズ分布は現在の星間ガスと同じとした. 点線はジーンズ質量が示された値となる線. $\tau_1 = 1$ と書かれた破線は中心部が光学的に厚くなる時期を示している.

ということにある. 宇宙背景放射の揺らぎをはじめとする観測により, 宇宙論モデルを記述するパラメータはすでに高い精度で確立したといえる. そのモデルのもとで高精度の数値シミュレーションを実行すれば, 原理的には宇宙最初の星形成領域の物理状態を知ることができるのである. また始原ガスの組成は水素とヘリウムのほかは微量の軽元素(重水素とリチウム)を含むのみであり, 外部放射としても宇宙マイクロ波背景放射のみであるため, 化学・放射過程が著しく単純化される. 現在の星間空間で重要な役割を果たしていると考えられている磁場もないか, あっても極めて弱いと期待されている. このため, 第一原理に基づいた高精度な数値シミュレーションが現在の計算機能力のもとで実行可能であり, すでに宇宙最初の星形成領域における物理状態が明らかにされている(これに関しては, 本号の吉田直紀氏の記事を参照されたい).

2.2 初代原始星の形成

まずは宇宙の初代星の形成を見てみよう. 始原ガスからの星形成過程といっても, 太陽近傍での星形成過程に関する理論的枠組みが大きく変更を迫られるものではない. やはり, 高密度領域が冷

却し, 重力収縮した結果, 原始星が中心部に形成され, その原始星がエンロープのガスの降着により成長して, 星が形成されるのである.

現在の星形成との相違点で, 重要なのは温度進化である. 図1に雲が収縮して星になる際の温度進化をさまざまな重元素量をもつガスに対して示した⁴⁾. 近傍の星間ガスに対応する太陽金属度のガスの場合は数密度 10^{11} cm^{-3} でダストの熱放射に対して光学的に厚くなるまでは, 温度はだいたい 10 K で進化する. 一方, 宇宙最初の星形成に対応する始原ガス(ゼロメタル)の場合には初期に断熱的に温度が上がった後, 温度が下がり, 数密度が 10^4 cm^{-3} あたりで, 最小値 200 K に達した後はだらだらと温度上昇が続く. これらの差異は冷却過程が異なることによる. 始原ガスはダストをもたないので, 連続波で効率よく放射する, 水素分子の輝線(振動回転遷移線)により冷却する. そのため水素分子輝線の励起エネルギー(512 K)のオーダーにしか温度が下がらないのである. また温度が最小になる数密度 10^4 cm^{-3} は H_2 の準位が局所熱平衡(LTE)に達する時期に対応する.

温度進化は雲の流体力学的進化, 特に分裂ス

ケールに影響を与える。この場合、温度そのものの進化というよりも有効比熱比 γ の進化が重要である。ここで γ は圧力 P と密度 ρ の関係が $P \propto \rho^\gamma$ となるような量である。よく知られているように、球状の雲は $\gamma=4/3$ が臨界値であって、 $\gamma < 4/3$ の間は収縮が続くが、 $\gamma > 4/3$ になると収縮が止まる。同様に、平べったいシート状の雲の場合は $\gamma=0$ 、細長いフィラメント状の雲では $\gamma=1$ が臨界値である。いま、収縮・分裂するガス雲はシート状、フィラメント状雲を経由したのち、比熱比が $\gamma > 1$ となるとフィラメント状の雲がもはや収縮できなくなる。フィラメント状雲は重力的に不安定であり、分裂によりいくつかの球状の雲となる。このときの分裂片の典型的な質量は、その時点におけるジーンズ質量で与えられる。 $\gamma > 1$ となっても、球状の雲に対する臨界 γ は $4/3$ であるので、さらに収縮が続く。しかし、球状の雲は分裂できず、そのまま収縮するのみであるので、最

終的な分裂片の典型的な質量は、フィラメントが最後に分裂する時点、すなわち γ が1より小さい値から1より大きな値になるときのジーンズ質量となる⁵⁾⁷⁾。

始原ガスの場合には数密度が 10^4 cm^{-3} で H_2 の準位がLTEに達し、ここで γ が1を超える。このときのジーンズ質量約 $1,000 M_\odot$ が分裂片の典型的な質量となる。以後、この分裂片を高密度コアと呼ぶ。

収縮に伴い、高密度コアは緩やかな温度上昇を続ける。数密度 10^{20} cm^{-3} で、 H_2 の解離がほぼ完了し、断熱的な温度上昇が始まると、強くなった圧力により中心部の収縮が止まる。こうして力学平衡のコアが形成される。原始星の誕生である。図2は高密度コア収縮時の、密度および温度、速度、質量分布構造の進化を図示したものである⁸⁾。この図の0-7の数字は各進化段階における構造を示す。状態0が初期状態、状態6が原始星形成に

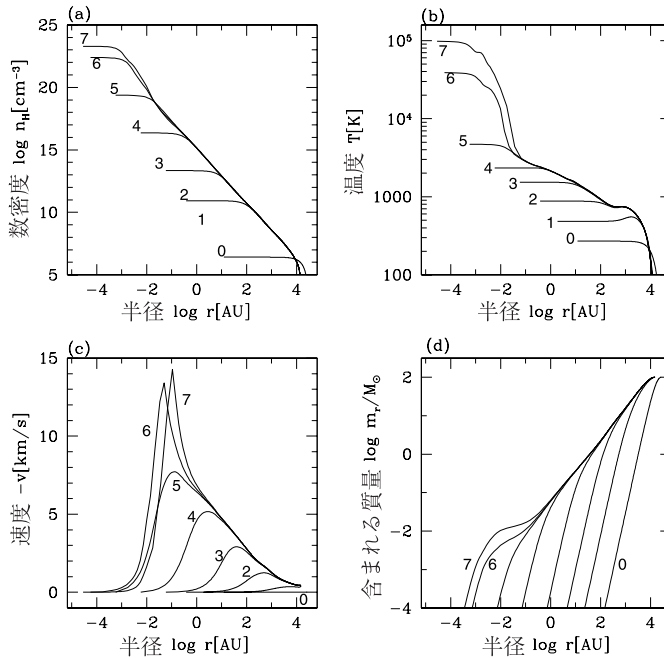


図2 始原雲コアの収縮時の構造進化。(a) 数密度、(b) 温度、(c) 速度、(d) 各半径内に含まれる質量の半径分布をそれぞれ描いた。0-7はそれぞれの時刻における構造を示す。0は初期状態であり、6は原始星形成時に対応している。

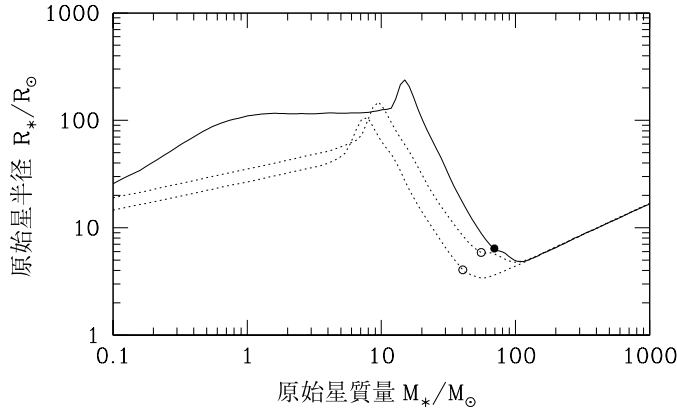


図3 初代原始星の降着進化. 半径の進化を原始星質量に対してプロットしている. 実線が吉田氏らによるシミュレーションから導かれた降着率を用いた場合. 比較のために点線で降着率がそれぞれ $2.2 \times 10^{-3} M_{\odot}/\text{年}$, $1.1 \times 10^{-3} M_{\odot}/\text{年}$ の場合も示してある. ●と○はCNOサイクルによる水素燃焼が始まる点を示す.

対応している. 数密度が 10^{20} cm^{-3} を超えたのち, 温度が急に上昇し, 10^{22} cm^{-3} で原始星が形成される様子が見てとれる. 形成時の原始星の質量はわずか $1/100 M_{\odot}$ にも満たない. 原始星の表面には降着した周囲の物質が急に止められて衝撃波が形成される. これは図2の速度分布に最もよく見ることができる.

2.3 初代原始星の進化

ここまでの話で, 宇宙最初の原始星が形成される様子を見てきた. しかし, この星の質量は太陽の100分の1にも満たず, 核反応も始まっていない. これ以後, 原始星形成時の高密度コアから残された, 周囲の大量のガスが原始星に降着し, 原始星は質量を増加させる. そして, ある段階で中心部において核反応が始まり, 最終的に主系列星になるのである. 次にこの過程を見ていくことにしよう.

ここでの重要な物理量は原始星への質量降着率である. これは, ほぼジーンズ質量 M_J 程度の高密度コアが自由落下時間 t_{ff} 程度で星に落下するとして, 見積もることができる. すなわち,

$$\begin{aligned} \dot{M} &\cong M_J/t_{\text{ff}} \cong (c_s t_{\text{ff}})^3 \rho / t_{\text{ff}} \\ &\cong c_s^3 / G \propto T^{3/2} \end{aligned}$$

となる. ここで c_s , T はそれぞれ収縮時のコアの音速と温度である. これから降着率は温度に依存し, 高温ガスによる星形成の場合ほど大きい値をとることがわかる. 原始星が降着によって質量を増やすのは, 現在の星形成においても全く同様であるが, その場合の降着率は低い温度 (約 10 K) を反映して 10^{-6} – $10^{-5} M_{\odot}/\text{年}$ 程度である. それに対して, 始原ガスからの星形成の場合には, H_2 冷却で決まる温度 (数百 K) で収縮が進むので, 温度が2桁程度高く, それゆえ降着率は3桁ほど大きくなる. 数値シミュレーションを用いたより詳細な値もほぼこのような大きな値となっている.

ここでは, 吉田氏らによって導出された降着率⁹⁾を用いて計算した, 初代原始星の降着進化を示す. 図3は原始星の半径の進化を示している. 実線がシミュレーションによって予想された時間変化する降着率を用いた場合で, 点線は降着率が一定 ($2.2 \times 10^{-3} M_{\odot}/\text{年}$, $1.1 \times 10^{-3} M_{\odot}/\text{年}$) の場合である¹⁰⁾. 主降着期の進化段階は, 時間的に早い方から (I) 断熱降着期, (II) ケルヴィン収縮期, (III) 主系列降着期の3段階に分けることができる. 各段階の移り変わりの時期は降着率に依存するが, 図の場合には (I) 期が約 $10 M_{\odot}$ まで, (II) 期がそれから約 $100 M_{\odot}$ までで, 以後が (III)

期である。

断熱降着期には、低温（～10万K）のため、星内部の不透明度（自由-自由吸収による）が高く、物質の降着の際に持ち込まれた熱エネルギーが内部に蓄えられたままで、輻射として外に抜け出ることができない。この間、物質の降着により、半径もゆっくり大きくなる。質量の増加によって、中心温度が増え、そのため星内部が徐々に透明になってくると輻射が外に抜け出るようになり、内部からの光度が上昇する。この現象は光度最大的位置が外側へ波のように移動していくことから、光度波と呼ばれる。光度波が星の表面に到達すると高いエントロピーをもった表面近くの物質が膨張する影響により星の半径は急激に増大する。

それ以後は星がエネルギーを失って、収縮する。これがケルヴィン収縮期である。これは、核燃焼により収縮を止めるのに十分なエネルギーが供給されるようになるまで続く。水素燃焼の開始は図3中に●および○で示されている。それ以後、少しだけ収縮して、星は零齡主系列に到達する。

主系列星になったといっても、ガスの降着は続く。降着流に及ぼされる光度は星内部からの光度と星表面の降着ショックからの光度の和で与えられるが、この全光度がEddington光度を下回るために、降着流中では輻射圧は重力を上回ることがない。このように降着が止められることなく続くとどこまで星が成長できるかは、星の寿命の間、降着が続くと考えて降着率を時間積分すればよい。数値シミュレーションの降着率を用いて、そのような質量は900 M_{\odot} になる。これは高密度コアの質量にほぼ等しいが、このことは偶然ではない。大質量星の寿命は300万年とほぼ一定であり、これは100 cm^{-3} における自由落下時間に等しい。高密度コアの密度は 10^4cm^{-3} であるので、星の寿命の間に全部落下するのが可能なのである。

現在の星形成の際には、降着流中のダストは不

透明度が大きいため星から強い輻射圧を受け、数十太陽質量の大質量星形成も困難である^{11), 12)}。初代星形成の場合には、始原ガスにはダストがなく輻射圧が弱いので、フィードバックが小さく、超大質量星の形成が可能なのである。以上の計算では、連続波成分による輻射圧の効果は考慮したが、より外層の方ではLy α 輝線による輻射圧が重要になる可能性がある¹³⁾。また太陽近傍の原始星にはジェットやアウトフローがつきものであるが、初代星の形成の際にも初期に何がしかの磁場が存在すればアウトフローが起きるかもしれない。この場合、アウトフローにより降着が妨げられて星の質量が決まるかもしれない¹⁴⁾。降着円盤が星からの紫外線に焙られて蒸発してしまう可能性もあり¹⁵⁾、いつどのようにして降着が終わるかという問題はまだ解決していない。

3. 第二世代以後の星形成

初代星の形成を論じる際に考える必要のなかった複雑な星間物理過程は、第二世代星形成にはすべて考えに入れる必要がある。さらにまずいことに観測がないので、予言能力を備えた定量的な理論の構築が難しい。現状では考える、さまざまな効果をリストアップし、個別に調べている段階である。

まず第二世代星といった場合、二つの異なったカテゴリーのものが含まれることに注意しなければならない。一つは、ゼロメタルではあるが、形成環境が初代の星の影響を受けて、宇宙論的初期条件とは異なるもの、第二が初代星中で合成された重元素が超新星としてまき散らされ、それを含んだガスから形成される星である。前者を筆者らは第二世代ゼロメタル星と呼んでいるが、Mackeyら¹⁶⁾は種族II.5という刺激的な名前をつけて、そのため実態は知らなくても名前は知っているという人が増えたようである。このあたりの名称の混乱は時とともに落ち着くのであろうが、いずれにせよ、ゼロメタル星は必ずしも理論家の

扱っている宇宙最初の星と同じではないことに注意しなければならない。理論家が初代星は大質量だと言っている、すべてのゼロメタル星が大質量であると主張しているわけではないのである。

3.1 第二世代ゼロメタル星

これは具体的には、大きいハローのヴィリアル化衝撃波¹⁷⁾、超新星の衝撃波¹⁸⁾、初代星からの紫外線¹⁹⁾などによりいったん電離した始原ガス中で形成される星をさす。このような環境では H_2 分子が初代星形成の際より豊富に形成され、この影響で温度が普通より低温まで下がる。このような低温環境 (< 150 K) では HD も多量に形成されて、その冷却により、さらに低温になるという効果がある。この際、分裂により形成される高密度コアの質量は太陽質量程度まで下がるのが期待され^{17), 20)}、これから始原組成のガスからも低質量星の形成が可能になると期待されている。

3.2 低金属度ガスの熱進化

図1に戻って、異なった重元素量をもったガスからの星形成を考えよう。最も低い重元素量でも重要となる効果は、ダストの熱輻射による冷却で、これは太陽金属度の10万分の1でも顕著である。次に1万分の1太陽金属度程度になると H_2 分子がダストの表面反応で形成されるようになる。その結果、 H_2 分子および HD 分子による冷却率が大きくなる。最後に千分の1太陽金属度になると炭素、酸素の微細構造線による冷却が重要になる。以上のように非常に低い金属度で重要な過程は、実際にはダスト過程であるので、第二世代星形成時に重元素のうちどの割合がダストに凝縮していたかに依存する。

3.3 重元素汚染と IMF の進化について

他分野の研究者の方々は、冷却云々の話はあまりにマニアックに聞こえるようで、つねに「結局 IMF はどうなるのか？」という質問がくる。IMF の起源は、現在の星形成過程においても謎であり、諸説あるが研究者間の総意とはなっていない。また宇宙初期の星形成過程は何ら直接観測が

できず、低金属度星の重元素組成比あたりで質量に制限をつけるあたりが関の山であり、適当な理論をでっちあげるとそれに対応した IMF が出てくるが、それが本当かは実証できない。そういつて本稿を終えるとあまりにもそっけなく、こままでお付き合いくださった読者の方々に申しわけがないので、筆者の個人的な予想ということで考えを述べることにする。

まず、2.2 節で述べたように、分裂の典型的な質量は γ が 1 を超えるときのジーンズ質量で決まる。ゼロメタルでは温度最小は H_2 分子の LTE で決まる値であり、この時期のジーンズ質量 (100–1,000 M_\odot) で高密度コアの質量が決まった。一方、太陽金属度の場合には、温度最小がダストとガスが熱的に結合した時点で現れ、その時点でのジーンズ質量 (0.1–1 M_\odot) で典型的なコアの質量が決まると最近一部の研究者^{6), 21)}は考えている。ここでは、それが正しいとして話を進めよう。さて、その中間の金属度の場合は問題である。なぜなら温度の極小が二つあるからである。低密度の方は輝線冷却によって生じ、高密度のほうはダスト冷却による。ここで輝線とは金属度が -3 以下では H_2 、それ以上では C と O の微細構造線である。輝線冷却により、いったん高密度コアが形成されるであろう。これは 100 から 1,000 太陽質量と大質量である。これがそれ以後分裂しなければ大質量星が形成されるであろうし、ダスト冷却期に再分裂が起こるより小さいコアができる。最近、筆者らが調べた結果によると²²⁾、ダスト冷却期の始めにある程度長くなったコア (軸比が 1:2 くらい) は重元素量が太陽金属度の 10^{-5} 以上あると分裂が可能であるようである。その場合はこの時期のジーンズ質量に対応した小質量星が形成されるであろう。このように大質量コアのうちある割合は再分裂し、小質量コアになるのであるが、その頻度はまだ不明で、今後の研究課題である。以上のように考えると、ゼロメタル星は大質量にピークをもつ初代星と一部に小質量の第二世

代ゼロメタル星からなるであろう。重元素が増えていくと、質量関数にダスト冷却による小質量のピークが出現し、輝線冷却によって形成された大質量のものとのダブルピークとなると思われる。さらに重元素が増えると、徐々に小質量ピークが卓越していき、最終的に現在の小質量星がメインの質量関数となった想像されるが、このあたりは憶測の域を出ないので今後もっと定量的に詰めていく必要がある。

謝 辞

本研究の共同研究者の皆様、とりわけ筆者が研究を開始するにあたって、この分野に導いてくださった西 亮一（新潟大）、須佐 元（立教大）の両氏に深く感謝します。

参考文献

- 1) 青木和光, 2006, 天文月報 99, 197
- 2) Spergel D. N., et al., 2006, ApJ submitted, astro-ph/0603449
- 3) 井岡邦仁, 2004, 天文月報 97, 523
- 4) Omukai K., et al., 2005, ApJ 626, 627
- 5) Larson R. B., 1985, MNRAS 214, 379
- 6) Larson R. B., 2005, MNRAS 359, 211
- 7) Schneider R., et al., 2002, ApJ 571, 30
- 8) Omukai K., Nishi R., 1998, ApJ 508, 141
- 9) Yoshida N., et al., submitted to ApJ. astro-ph/0606106
- 10) Omukai K., Palla F., 2003, ApJ 589, 677
- 11) Larson R. B., Starrfield S., 1971, A&A 13, 190
- 12) Wolfire M. G., Cassinelli J. P., 1987, ApJ 319, 850
- 13) Doroshkevich A. G., Kolesnik I. G., 1976, SvA 20, 4
- 14) Machida M. N., et al., submitted to ApJL, astro-ph/0605146
- 15) Tan J. C., McKee C. F., 2003, Proc. 13th Annual Astrophysics Conference in Maryland: The Emergence of Cosmic Structure, 666, 93
- 16) Mackey J., Bromm V., Hernquist L. 2003, ApJ 586, 1
- 17) Uehara H., Inutsuka S., 2000, ApJ 531, L91
- 18) Johnson J. L., Bromm V., 2006, MNRAS 366, 247
- 19) Nagakura T., Omukai K., 2005, MNRAS 364, 1378
- 20) Nakamura F., Umemura M., 2002, ApJ 569, 549
- 21) Whitworth A. P., Boffin H. M. J., Francis N., 1998, MNRAS 299, 554
- 22) Tsuribe T., Omukai K., 2006, ApJ 642, L61

Star Formation in the Early Universe

Kazuyuki OMUKAI

*National Astronomical Observatory, 2-21-1
Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan*

Abstract: We study the formation of stars from gas with no or a slight amount of metals for application to that formation in the early universe. The first-generation stars in the universe are found to be very massive ~ 100 –1,000 solar mass. Evolution of the typical stellar mass is also considered as a function of metallicity.